

El Sol

La piedra de Rosetta
para comprender el universo



Un paseo por el
COSMOS

EXLIBRIS Scan Digit



The Doctor y La Comunidad

Redigirización: The Doctor

<http://thedoctorwho1967.blogspot.com.ar/>

<http://el1900.blogspot.com.ar/>

<http://librosrevistasinteresesanexo.blogspot.com.ar/>

<https://labibliotecadeldrmormoreau.blogspot.com/>

El Sol

La piedra de Rosetta
para comprender el universo

RBA

Imagen de cubierta: Erupción solar obtenida el 8 de enero de 2002 a partir de la información de dos instrumentos diferentes a bordo de la nave SOHO.

Dirección científica de la colección: Manuel Lozano Leyva

© Manuel Vázquez Abeledo por el texto
© RBA Contenidos Editoriales y Audiovisuales, S.A.U.
© 2017, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC

Diseño cubierta: Llorenç Martí

Diseño interior: tactilestudio

Infografías: Joan Pejoan

Fotografías: Archivo RBA: 43a, 43c, 43b, 75ai, 75ad, 75b, 81ai, 81ad, 89c, 135a, 141ai, 143a; Arenaphotouk/Dreamstime.com: 71b; ASA/GSFC (Goddard Space Flight Center): 105a; Big Bear Solar Observatory, San Bernardino Mountains (California): 81b, 143bi; Richard Blake/New Mexico Digital Collections: 59a; José Antonio Bonet Navarro: 89b; Mike F. Borman: 99b; Brookhaven National Laboratory: 29b; J.C. Casado/tierrayestrellas.com: 89a; Raymond Davis/John Bahcall: 29a; ESA/NASA: 101b; ESA/NASA/SOHO: portada; Euro Astro Team Szeged I: 99a; Werner Heil/Wikimedia Commons: 135b; High Altitude Observatory: 101a; Max Planck Institute for Solar System Research (MPS): 91a, 91b; NASA: 59b, 145a, 147; NASA/SDO/AIA/LMSAL: 105b; SOHO (ESA & NASA): 145b; Solar Dynamics Observatory: 141b; Spektrum Akademischer Verlag: 71i; TRACE/Stanford-Lockheed ISR/NASA: 143bd; Universidad de Iowa: 141ad.

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-8817-2
Depósito legal: B-12514-2017

Impreso y encuadernado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)
Impreso en España - Printed in Spain

SUMARIO

INTRODUCCIÓN	7
CAPÍTULO 1	El interior del Sol 13
CAPÍTULO 2	Cómo observar el Sol 39
CAPÍTULO 3	La superficie del Sol 65
CAPÍTULO 4	Las capas exteriores del Sol 93
CAPÍTULO 5	El Sol y el clima terrestre 107
CAPÍTULO 6	La meteorología espacial 129
LECTURAS RECOMENDADAS	155
ÍNDICE	157

INTRODUCCIÓN

El Sol fue el primer objeto del firmamento que llamó la atención de los seres humanos. Su brillo era un símbolo de poder y el ciclo día-noche se convirtió en un factor fundamental que regulaba a los seres vivos, al menos a los que pueblan la superficie terrestre.

Con las primeras civilizaciones surgió la necesidad de deificar todo aquello que resultaba inexplicable. Así, el Sol, bajo diferentes nombres, fue uno de los dioses más poderosos, incluso con el rango de dios único (Atón) en el breve periodo monoteísta de Akhenatón, en la antigua civilización egipcia.

El desarrollo de la agricultura necesitaba un marcador que indicase cuándo había que plantar las semillas o recoger los frutos, o bien celebrar determinados actos litúrgicos en honor de los dioses. El Sol y la Luna se convirtieron en dos indicadores fáciles de seguir en su camino por los cielos, por lo que fueron las dos opciones para elaborar calendarios en los que se basan los actuales, con la gran ventaja para el Sol de que condiciona las estaciones y las fechas clave no cambian con el tiempo. La regularidad de sus movimientos era asombrosa en un entorno cambiante. «El Sol no rompe las reglas», decía Heráclito de Éfeso.

En diferentes civilizaciones un grupo selecto, algo así como sacerdotes, fue transmitiendo su información astronómica a sus sucesores. Seguramente lo primero que notaron fue que en determinadas fechas, a las que hoy llamamos solsticios (21 de junio y 21 de diciembre), el Sol invierte su camino aparente en su posición de salida sobre el horizonte. Ciertos templos religiosos se diseñaron con orientaciones que solo permitían el paso de los rayos solares en determinados días. Los solsticios fueron fechas señaladas para grandes celebraciones. En la antigua Roma, la festividad del Sol Invictus en el solsticio de invierno conmemoraba el renacimiento del Sol. Al otro lado del Atlántico, los incas y otras civilizaciones andinas celebraban, en su solsticio de invierno (21 de junio), la fiesta del Inti Raymi con idéntica finalidad.

La observación de la altura que alcanza el Sol sobre el horizonte llevó a determinar a los antiguos observadores que el eje de rotación de la Tierra está inclinado con respecto a la eclíptica, la trayectoria aparente que sigue el Sol sobre la esfera celeste en un año. Los equinoccios (en los que la duración del día es igual a la de la noche), el 21 de marzo y el 21 de septiembre, son los puntos en los que coincide la eclíptica y el ecuador celeste, que es la prolongación del terrestre. El primero de ellos, llamado vernal o Aries, es aquel donde se proyecta el Sol al pasar del hemisferio sur al norte.

La aparente coincidencia del Sol y la Luna en un mismo lugar del cielo da lugar a los conocidos eclipses solares. Los mismos observadores que vigilaban los movimientos de ambos astros fueron capaces de predecir tales encuentros, con el subsiguiente prestigio y poder ante la sociedad.

Los astros parecían moverse sobre la esfera celeste, por lo que las distancias entre ellos se tenían que medir como separaciones angulares. Los sumerios introdujeron el sistema sexagesimal hace unos 6 000 años. A los babilonios les debemos el dividir la circunferencia en 360 grados, idea que se ha impuesto hasta nuestros días. Ptolomeo introdujo en su *Almagesto* la división de un grado en 60 minutos ('), y de estos en 60 segundos de arco ("), una medida angular más conforme a la astronomía. Para cál-

culos científicos se suele utilizar, desde finales del siglo XIX, el radián ($360 \text{ grados} = 2\pi \text{ radianes}$).

Hiparco de Nicea (ca. 190-ca. 120 a.C.) definió un sistema de coordenadas (latitud y longitud) que permitía determinar la posición de un punto sobre la superficie terrestre. De una manera análoga, el sabio griego desarrolló un sistema de coordenadas ecuatoriales que permitía establecer y seguir el movimiento aparente del Sol sobre la esfera celeste. Las coordenadas serían: ascensión recta (distancia angular del Sol al punto vernal, representada por α) y declinación (distancia angular del Sol al plano de la eclíptica, δ).

Tener un modelo de los movimientos del Sol permite hacer predicciones. De esta forma se puede determinar la posición de nuestra estrella para cualquier momento y lugar. A lo largo de los siglos ha ido mejorando la precisión de las llamadas efemérides, que nos dan la posición del Sol para cualquier lugar de la Tierra y tiempo de observación.

El primer avance científico de trascendencia fue situar al Sol en su lugar dentro del sistema solar, durante siglos la única parte conocida del universo. Parece que el pionero fue Aristarco, y aunque no ha sobrevivido su escrito original, sí tenemos una narración de Arquímedes al respecto:

Aristarco ha sacado un libro que consiste en ciertas hipótesis, en donde se afirma, como consecuencia de las suposiciones hechas, que el universo es muchas veces mayor que el universo recién mencionado. Sus hipótesis son que las estrellas fijas y el Sol permanecen inmóviles, que la Tierra gira alrededor del Sol en la circunferencia de un círculo, el Sol yace en el centro de la órbita, y que la esfera de las estrellas fijas, situada con casi igual centro que el Sol, es tan grande que el círculo en el cual él supone que la Tierra gira guarda tal proporción a la distancia de las estrellas fijas cuanto el centro de la esfera guarda a su superficie.

Sin embargo, hubo que esperar muchos siglos hasta que Nicolás Copérnico (1473-1543) presentase su teoría heliocéntrica,

aunque sus ideas eran todavía muy aristotélicas, con la Tierra describiendo círculos perfectos. En su *De revolutionibus orbium coelestium* señalaba: «El Sol debe residir en el centro de todo [...] Hay un sitio que le aguarda desde el cual pueda dar luz a todos los planetas».

Durante algún tiempo el modelo de Tycho Brahe (1546-1601) intentó todavía reconciliar los hechos con las ideas filosóficas: los cinco planetas conocidos girarían en torno al Sol, y todos ellos juntos lo harían en torno a una Tierra inmóvil.

La imprecisión en la medida de los ángulos impidió a personalidades como el griego Aristarco obtener resultados creíbles. La navegación iba a necesitar una astronomía cada vez más cuantitativa, mientras que permitía el acceso a puntos relativamente lejanos desde donde realizar las observaciones. El siglo XVII fue decisivo para el avance de la mecánica celeste, especialmente con las leyes de Kepler y la teoría de la gravitación de Newton. Con estas herramientas se pudo determinar la masa de nuestra estrella.

En 1671 Jean Richer y Jean-Dominique Cassini observaron Marte desde dos posiciones diferentes de la superficie terrestre, lo que se conoce como «paralaje». Para minimizar errores escogieron el momento en que Marte estaba más cercano a la Tierra. Conocido dicho valor, aplicaron la tercera ley de Kepler, obteniendo finalmente un valor creíble para la distancia de la Tierra al Sol: 149 600 000 km, con un error de tan solo un 7% con respecto a los valores actuales.

El Renacimiento posibilitó una forma nueva de contemplar la naturaleza mediante la razón y la observación. En lo que concierne al Sol, la invención del telescopio permitió estudiar su superficie con más detalle. A finales del siglo XVII podíamos considerar la mecánica y la óptica geométrica como las ramas de la física esenciales para conocer nuestra estrella y el resto de objetos del sistema solar. Sin embargo, aunque se observaban estructuras sobre la superficie del Sol, nada se podía asegurar sobre su naturaleza, sino tan solo especular con razonamientos que frecuentemente tenían más que ver con la filosofía imperante que con la realidad.

Se puede considerar el siglo XIX como el periodo donde se formularon las leyes básicas de las ciencias naturales. Fue el nacimiento de la astrofísica y, con ello, se dejó de considerar a los cuerpos celestes como meros puntos con masa. Durante ese periodo se descubrió que el Sol era variable a través del conteo del número de sus manchas. Los intentos infructuosos de encontrar correlaciones con diferentes parámetros meteorológicos llevó a la física solar a un cierto desprestigio. De hecho, las relaciones con la geofísica fructificaron cuando se descubrió la relación de las erupciones solares con fenómenos terrestres como las tormentas geomagnéticas y las auroras polares. La meteorología y el clima espacial forman una parte crucial del estudio de nuestra estrella, no tan solo desde el punto de vista científico, sino también desde el tecnológico y el económico.

En este entorno se desarrolló un profundo estudio de la interacción entre el plasma solar y los campos magnéticos. Estos conocimientos se iban a poder extrapolar a otras estrellas, dando lugar a la llamada *conexión solar-estelar*. Esta iba a ser una ruta de doble sentido, ya que el Sol es una estrella con unas propiedades fijas y, sobre todo, la estamos observando con una edad muy determinada. El estudio de los procesos magnéticos en otras estrellas con diferentes propiedades nos ha permitido comprender mejor la física de estos procesos. En este contexto, hemos de mencionar que tan solo tenemos 400 años de observaciones directas de nuestra estrella, a pesar de que cuenta 4550 millones de años de existencia.

Desde 1995 se han descubierto más de dos mil planetas orbitando otras estrellas. Ello ha convertido a nuestro sistema solar, con su peculiar disposición, en una referencia. Curiosamente, en nuestro sistema el Sol no comparte el poder con nadie: es una estrella simple aislada, algo no muy frecuente, ya que más del 70% forma parte de sistemas múltiples con dos o más estrellas.

Todo ello convierte a nuestra estrella en una especie de piedra de Rosetta que nos ayuda a descifrar el lenguaje del universo. La combinación de experimentos en laboratorios terrestres, el desarrollo de nuevas técnicas de observación y la mejora en los medios de cálculo han contribuido a esta tarea.

El interior del Sol

Si se compara el Sol con una esfera de gas caliente, es en su interior donde han de registrarse las mayores temperaturas y densidades. Esto significa que en la zona central debería generarse la energía que hace que brille con luz propia. El avance en dicho conocimiento estuvo ligado a la determinación de un parámetro fundamental: su edad.

En la cultura judeocristiana el relato bíblico del Génesis fue, durante muchos siglos, la principal fuente de información para estimar la edad de la Tierra y del resto de los componentes del sistema solar, incluido el Sol. En 1650, se publicó *The Annals of the World*, donde James Ussher (1581-1656), arzobispo de Armagh (Irlanda), realizó su conocido cálculo de la edad terrestre basado en las generaciones que precedieron a Jesucristo, resultando que el mundo había sido creado el 22 de octubre de 4004 a.C. Otras culturas dieron cifras diferentes para la edad de nuestro planeta, desde la eternidad de los brahmanes indios a los 9000 años de Zoroastro. Cualquier teoría presuponía que la Tierra y el Sol se habían formado en un mismo proceso. Por lo tanto, ambos cuerpos debían tener una edad similar. Cualquier predicción de una determinada edad para uno implicaría al otro.

Fue necesario esperar a principios del siglo XIX para que varias voces reclamasen la imperiosa necesidad de una Tierra mucho más antigua que la estima bíblica. Geólogos como James Hutton (1726-1797) y Charles Lyell (1797-1875) estimaron que se necesitaban cientos de millones de años para que se formaran las rocas sedimentarias. Para ello aplicaron *el principio de uniformidad*,

según el cual, los procesos que vemos en la actualidad han sido también protagonistas del pasado, expresado en el famoso razonamiento «El presente es la clave para entender el pasado». La teoría de la evolución de Charles Darwin (1809-1882) precisaba

Cualquier cosa tiene una explicación natural. La Luna no es una diosa, sino una roca grande, y el Sol, una roca caliente.

ANAXÁGORAS (SIGLO V A.C.)

también un periodo igual de prolongado, al menos de unos 300 millones de años, para que las diferentes especies biológicas pudiesen evolucionar.

El problema que se originaba con esas edades era la necesidad de una fuente de energía que permitiera que el Sol se hubiera mantenido brillan-

do durante todo ese tiempo. Consideremos, por ejemplo, que el Sol obtuviera su energía íntegramente a partir de la quema de un combustible de carbono. El resultado, teniendo en cuenta la masa del Sol, sería que en tan solo unos dos mil años nuestra estrella se habría convertido en una pavesa humeante. Otros mecanismos fueron propuestos para explicar esas edades, pero no resistieron el mínimo análisis.

Un auténtico filósofo de la naturaleza que se preocupó también por la edad de la Tierra fue el físico británico William Thomson (1824-1907). De entre todas sus contribuciones a la ciencia destaca el segundo principio de la termodinámica y el establecimiento de la escala absoluta de temperatura. En reconocimiento a su trabajo, la reina Victoria lo ennobleció con el título de lord Kelvin. Para su estimación de la edad de la Tierra, Kelvin se preguntó por las fuentes de energía disponibles y cómo estas se habían ido disipando con el tiempo.

Su hipótesis de partida suponía que en su estado original la Tierra era una esfera de hierro fundido que se había calentado durante su fase de formación y, desde entonces, se había ido enfriando. Para calcular el tiempo transcurrido Kelvin aplicó la ley de conducción de calor desarrollada años antes por Joseph Fourier (1768-1830), suponiendo una temperatura inicial de unos 2000 grados. Extrapolando los resultados a una esfera del tamaño de la Tierra pudo estimar su edad en unos 40 millones de años.

En aquel momento, la mejor idea sobre la producción de energía en el Sol consistía en la contracción gravitacional elaborada por el propio lord Kelvin y el alemán Hermann von Helmholtz (1821-1894). Considerando el Sol como una esfera gaseosa que se contraía lentamente, la energía gravitatoria se convertiría en energía térmica que lo mantendría brillante. Los cálculos arrojaban una edad de unos 30 millones de años, que parecían ser suficientes para Kelvin, pero que no resolvían la discrepancia con las estimas de los geólogos, del orden de cientos de millones de años.

En realidad, ambas partes tenían razón: los geólogos iban en la dirección correcta sobre la estima de la edad del planeta, mientras que las determinaciones del tiempo de vida del Sol eran las mejores que se podían hacer a partir de las fuentes de energía que se conocían en aquellos tiempos. De hecho, se ignoraba todo sobre la estructura del interior solar, y la idea de un interior frío e incluso habitable, propuesta por William Herschel, a principios del XIX, estaba todavía en boga a finales del siglo.

Aparte de otros factores en la discusión, entre geólogos, biólogos y físicos, algo inclinaba la balanza hacia lord Kelvin. La física tenía mucho más prestigio que las otras disciplinas. Como señalaba Peter Tait (1831-1901), gran amigo de Kelvin: «Dejemos de oír tonterías sobre la injerencia de los matemáticos en asuntos sobre los que no tienen incumbencia. Al contrario, felicitémoslos porque hayan condescendido desde su preeminencia orgullosa a ayudar a desatascar el vagón demasiado pesado de unos hermanos científicos».

El primero que lanzó una crítica a las hipótesis de Kelvin fue John Perry (1850-1920), un antiguo pupilo suyo. En enero de 1895, propuso que si el interior de la Tierra fuera en parte fluido, la energía llegaría a la corteza terrestre por convección, y la edad del planeta se prolongaría hasta los 3000 millones de años. Una propuesta audaz en aquellos tiempos que, en la actualidad, se ha comprobado que es correcta. La idea pasó desapercibida ante la llegada de un factor más crucial: la *radiactividad*.

A principios de 1896, Henri Becquerel (1852-1908) se encontraba estudiando la extraña fluorescencia de algunas sales de ura-

nio y trataba de relacionarla con los rayos X recién descubiertos. Al colocar dichas sales sobre una placa fotográfica en una zona oscura, comprobó que esta se ennegrecía por el efecto de una radiación desconocida capaz de atravesar papeles negros y otras sustancias opacas a la luz ordinaria. En 1899, Ernest Rutherford (1871-1937) descubrió que la radiactividad consistía en la transformación espontánea de un elemento en otro mediante la emisión de los rayos α , β y γ , que identificó con la emisión de núcleos de helio, electrones y la energética radiación γ , respectivamente. Los experimentos de laboratorio de Marie Curie (1867-1934) y su esposo Pierre Curie (1859-1906) concluyeron que el ser humano tenía en sus manos una cantidad ingente de energía y, en el debate sobre la edad del Sol y la Tierra, un inesperado ingrediente.

El 20 de mayo de 1904, Rutherford pronunció una conferencia en la londinense Royal Institution sobre la estructura de los átomos. Él mismo describió el ambiente que reinaba en la sala llena con ochocientos asistentes:

Entré en la sala, que se encontraba en penumbra, y al momento vi a lord Kelvin entre el público y comprendí que tendría problemas en la última parte del discurso, que trataba de la edad de la Tierra y expresaba opiniones contrarias a las suyas. Me alivió comprobar que enseguida se quedaba dormido, pero cuando comencé a tratar el punto importante, me di cuenta de que Kelvin se incorporaba en su asiento, abría un ojo y me enviaba una mirada asesina. Entonces me vino la inspiración y dije que lord Kelvin había fijado la edad de la Tierra, siempre y cuando no se descubriesen nuevas formas de calor. Y justamente esta noche nos referimos a cambios en los datos que sustentan esa predicción, ¡el radio! y he aquí: el viejo me sonrió ampliamente.

La estima de la edad de la Tierra se había alargado de forma significativa al considerar la contribución adicional de los elementos radiactivos de muy largo tiempo de vida (de miles de millones de años) como el potasio-40 o, en menor grado, el lutecio-176 y el rubidio-87. En el marco de estas ideas se sugirió

que la Tierra habría permanecido caliente debido a la emisión de energía procedente de la desintegración radiactiva de esas sustancias. La misma radiactividad podía proporcionar una prueba empírica sobre la edad del planeta. En nuestros días se estima que la radiactividad produce la mitad de la energía disponible en el interior terrestre, y que esta va decreciendo con el tiempo.

Curiosamente, medidas directas de isótopos radiactivos en meteoritos iban a proporcionar el resultado más preciso: 4540 millones de años. Obviamente ni el Sol ni la Tierra podían ser más jóvenes.

En cualquier caso, aún quedaba algún tiempo para explicar el proceso de la generación de la energía solar en detalle y estimar su edad, que tenía que ser similar a la terrestre. En agosto de 1920, Arthur Eddington (1882-1944) planteó la solución del problema ante la reunión de la Asociación Británica para el Avance de la Ciencia. La transformación de hidrógeno en helio, en el interior del Sol, daba lugar a una pérdida de masa, m , que se transformaba en energía, E , según la conocida fórmula propuesta por Albert Einstein en 1905: $E = mc^2$, donde c es la velocidad de la luz.

Según sus propias palabras, en el Sol habría suficiente hidrógeno como para mantener su producción de energía durante unos 15000 millones de años. En su presentación señaló algo que podríamos denominar profético: «Si la energía subatómica de las estrellas está siendo utilizada libremente para mantener sus gigantes hornos, parece que estamos un poco más cerca de cumplir nuestro sueño de controlar esta inmensa fuerza para el progreso de la humanidad, o para su suicidio». En 1926, Eddington escribió en el libro *The Internal Constitution of the Stars*, que se necesitaban unas temperaturas de unos 15 millones de grados en el interior para mantener el equilibrio de nuestra estrella.

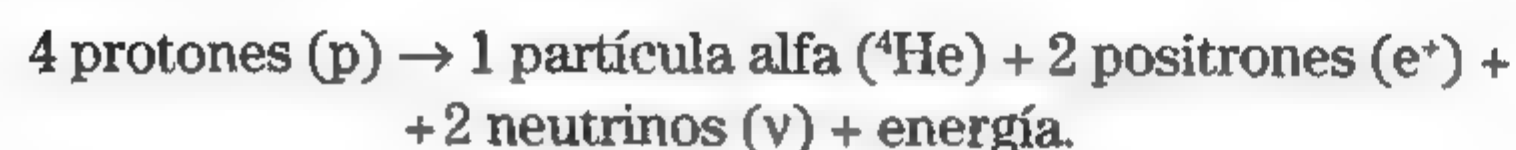
El tema captó el interés de varios físicos nucleares, teóricos y de laboratorio. Entre ellos estaba Hans Bethe (1906-2005), que en 1938 formuló con todo detalle el ciclo *protón-protón* para la

Tenemos este práctico reactor nuclear de fusión en el firmamento llamado Sol. No se tiene que hacer nada, simplemente funciona. Aparece cada día.

ELON MUSK

producción de energía en el Sol y en estrellas similares. El 0,7% de la masa de los protones originales se transforma en energía, que se libera en forma de rayos gamma (γ) y neutrinos. La Segunda Guerra Mundial llevó a Bethe y a varios de sus colegas a integrarse en el Proyecto Manhattan, encaminado al desarrollo de la primera bomba atómica, bajo la dirección de Robert Oppenheimer (1904-1967).

El ciclo protón-protón lo podemos resumir globalmente con la reacción:



Esta energía se libera en forma de rayos γ y sirve para calentar el material solar y transportar la energía hacia el exterior.

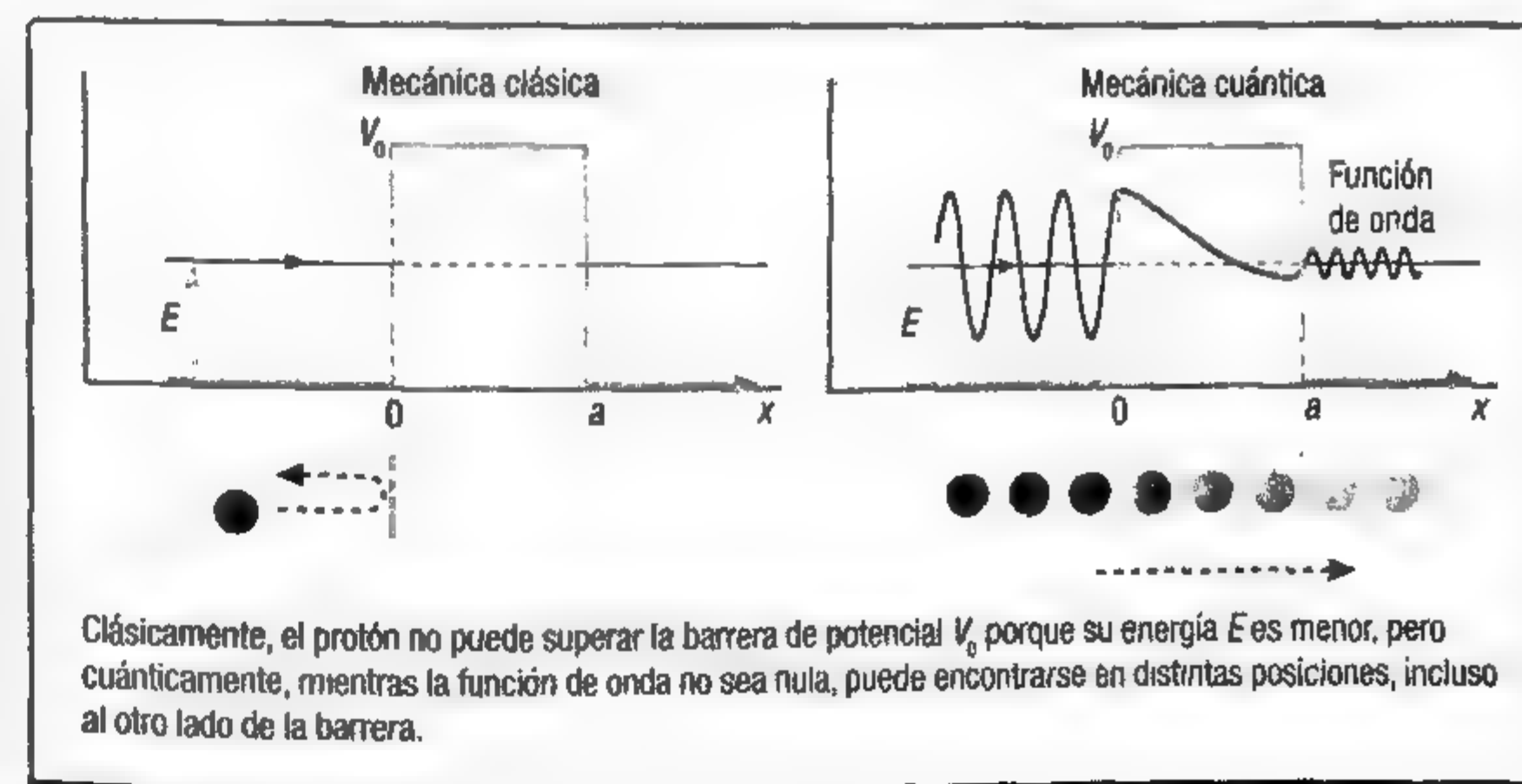
A estas altas temperaturas la materia solar no se comporta como en los estados normales de la materia (sólido, líquido o gas). Aunque comparte propiedades con los gases, se trata de un *plasma*, el cuarto estado de la materia, compuesto por iones y electrones libres, por lo que es un buen conductor de la electricidad. En nuestro entorno tenemos plasmas, por ejemplo, en los rayos, en las llamas, en algunas soldaduras y en la parte delantera de las naves espaciales cuando entran en la atmósfera.

Resumiendo, el descubrimiento de los elementos radiactivos, que en su desintegración liberan enormes cantidades de energía, aumentó la edad terrestre hasta los valores reclamados por biólogos y geólogos, que resultaban compatibles con los procesos de la evolución y de la formación de las rocas sedimentarias.

Lo importante de la fusión nuclear es la cantidad de combustible que tenemos y, por lo tanto, la duración del Sol. Mucho menos llamativa es la eficiencia del proceso. En realidad, la energía por unidad de masa liberada en las reacciones nucleares del Sol no es nada espectacular. La radiación total emitida en toda la superficie solar es de $3,83 \cdot 10^{26}$ vatios; como la masa solar es de $2 \cdot 10^{33}$ gramos, necesitamos producir $1,9 \cdot 10^{-7}$ vatios por gramo. De hecho, cualquier proceso a escala terrestre, como por ejem-

¿HACEN FALTA PROTONES CON MÁS ENERGÍA?

El ciclo de generación de energía solar tenía un problema allá por la década de 1920: para que se produjera el ciclo protón-protón, era necesario que estas partículas de igual carga pudieran colisionar entre ellas, lo que ocurriría si tuvieran la suficiente energía cinética como para superar la repulsión electrostática que se ejercen mutuamente. Según la mecánica clásica, aun a las altas temperaturas de millones de grados del interior solar, la energía cinética de los protones no podría superar, en ningún caso, la barrera electrostática de repulsión entre partículas del mismo signo (unas mil veces superior) y, consecuentemente, nunca llegarían a colisionar. No obstante, el ciclo protón-protón se produce porque el Sol brilla a causa de ello. Entonces ¿cómo se explica esta aparente contradicción? Lo que ocurre es que, a las escalas microscópicas que estamos considerando, nos encontramos inmersos en el reino de la mecánica cuántica. En concreto, la mecánica ondulatoria de Schrödinger señala que ya no es posible hallar la posición exacta de una partícula, sino que tan solo se pueden conocer las probabilidades de encontrarla en distintos sitios de una región. La llamada *función de onda* describe la localización de una partícula y, en concreto, el cuadrado de su valor en un punto dado, establece la probabilidad con la que la encontraremos en dicha posición. Con este precedente, George Gamow propuso, en 1928, la existencia del *efecto túnel*, según el cual, allí donde clásicamente una partícula es repelida por una barrera de potencial, cuánticamente es posible que la función de onda de la partícula se extienda más allá de dicha barrera, lo que significaría que existe una pequeña probabilidad de encontrarla al otro lado (véase la figura). Este efecto permite que un protón del interior solar, sin energía suficiente para colisionar con otro, finalmente lo consiga debido a que ha «tunelado» la barrera de repulsión electrostática. Para el interior solar, la probabilidad de que esto ocurra es de una vez por cada 10^{28} acercamientos (una probabilidad minúscula). Ahora bien, teniendo en cuenta que en el núcleo solar, donde se producen las reacciones, puede haber unos 10^{56} protones, tenemos suficiente material como para producir la energía requerida.



plo el calor liberado por nuestro cuerpo o por una simple cafetera, resultan ser procesos más eficientes.

La explicación de esta aparente paradoja fue aportada por George Gamow (1904-1968) con un sencillo ejemplo. La velocidad de producción de energía en un volumen dado es proporcional a la tercera potencia de su dimensión lineal, el radio. Por otro lado, las pérdidas de calor son proporcionales tan solo al cuadrado de dicha dimensión lineal. Por consiguiente, cuanto mayor sea el cuerpo, menor será la velocidad de producción de calor que se necesite para mantener su temperatura. Lo mismo sucede con los seres vivos: un elefante metaboliza la energía mucho más despacio que un pájaro.

UN MODELO DEL INTERIOR SOLAR

Llegados a este punto, se puede elaborar un modelo matemático del Sol. Para ello, lo vamos a considerar como una esfera de gas con una serie de ecuaciones que gobiernan su estructura. El primer paso se dio antes de conocer el proceso de generación de energía, simplemente aplicando la ley de los gases perfectos (también conocidos como gases ideales) a una esfera de gas caliente. Dicha ley establece una relación entre la presión, el volumen y la temperatura del gas. Jonathan Lane (1819-1880), que fue pionero en este campo, supuso que el Sol se encontraba en *equilibrio hidrostático*, es decir, que la contracción gravitacional era compensada por la variación de la presión en cada punto. A partir de las primeras medidas de la luminosidad solar, calculó que la temperatura superficial sería de unos 30 000 grados, que resulta no ser muy errónea para una primera aproximación.

Además del equilibrio hidrostático, a un modelo realista se le exige que cumpla determinados principios y condiciones. Por ejemplo, que cumpla el principio de la conservación de masa: es preciso encontrar una distribución de la masa con el radio solar de manera que sumando su contribución a lo largo del radio solar, se obtenga la masa total del Sol. Las densidades varían desde 150 g/cm^3 en el núcleo hasta 10^{-7} g/cm^3 en la superficie. Por otro

lado, también se debe cumplir el principio de la conservación de la energía: la cantidad de energía transportada a través del Sol, a una determinada distancia del centro r , debe ser igual a la que es producida en la esfera de radio r en el mismo tiempo. En concreto, en la superficie la cantidad de energía emitida debe ser igual a la luminosidad observada, L . Y, finalmente, la variación de la temperatura desde el centro del Sol hasta la superficie debe ser tal que, a todos los niveles geométricos, equilibre la presión y la densidad del material solar. En las zonas más exteriores, la relación que se utiliza es la de los gases ideales (la presión depende linealmente de la temperatura), mientras que en las zonas más centrales deberemos tener en cuenta algunas desviaciones de esta sencilla regla.

TRANSPORTE DE ENERGÍA HACIA EL EXTERIOR

Como consecuencia de los procesos nucleares en el interior del Sol se produce energía que es transmitida hacia la superficie, donde emerge en forma de luz visible. En su camino se encontrará con el plasma solar. La opacidad del plasma solar mide la transparencia de este al paso de la radiación.

¿Cómo se produce el viaje? Existen tres modos de transporte de energía en la naturaleza: *radiación*, *convección* y *conducción*. Comparemos la eficacia de los dos primeros. Para la radiación recordemos que desde el descubrimiento de Max Planck sabemos que está compuesta de paquetes de luz, llamados *fotones*. Imaginemos uno que es producido por las reacciones nucleares en el interior del Sol. Viajará libremente hasta que se encuentre con un electrón libre o un ion. Durante esta distancia recorrida, el camino libre medio (del orden de 1 cm), el fotón transporta energía hacia el exterior.

En los movimientos convectivos, conocidos por experimentos en los laboratorios terrestres, la energía en el núcleo solar sería intercambiada por los electrones libres desde una burbuja caliente a otra más fría. Ahora bien, los electrones se repelen entre sí, con lo que se dificulta o se impide su movimiento y, por lo tanto, hace inviable este tipo de transporte en las zonas centrales del

Sol. Por consiguiente, el transporte por fotones, es decir, por radiación, es más efectivo que por convección.

Conforme nos vamos alejando del centro solar la temperatura disminuye. Por lo tanto, llega un momento en que el número de iones pesados que pueden conservar sus electrones aumenta, con lo que el plasma solar se vuelve más opaco a la radiación. En tal caso, cuando se da esta condición, la forma más efectiva para transportar energía es la convección.

Esta distinta forma de transportar la energía caracteriza a las dos capas principales del interior solar: la zona radiativa y la zona convectiva (véase la imagen de las págs. 26-27).

La energía puede ser también transportada por conducción, es decir, por colisiones entre las partículas del gas solar. Sin embargo, en este caso la distancia media entre partículas es mucho menor que entre fotones y partículas, y además tiene lugar a velocidades mucho menores que la de la luz, característica de los fotones.

Una pregunta pertinente es: ¿qué observaríamos si se produjese un corte en la producción de energía solar? El tiempo transcurrido hasta que nos diésemos cuenta depende de la relación entre el calor almacenado en el Sol y su ritmo de pérdida de energía. Este último factor no es otra cosa que la luminosidad. Cálculos sencillos señalan que tardaríamos unos 10 millones de años en enterarnos, mientras que el flujo de neutrinos cesaría al instante.

Durante mucho tiempo, el conocimiento sobre el interior del Sol se ha visto limitado a la teoría debido a la dificultad que entraña reproducir las mismas condiciones que allí se albergan. En esencia, se trataba de explicar cómo una bola de gas se podía mantener en equilibrio sin hundirse bajo su propio peso. Sin embargo, el proceso de generación de energía necesitaba una confirmación observacional o experimental para ser aceptado.

LOS NEUTRINOS

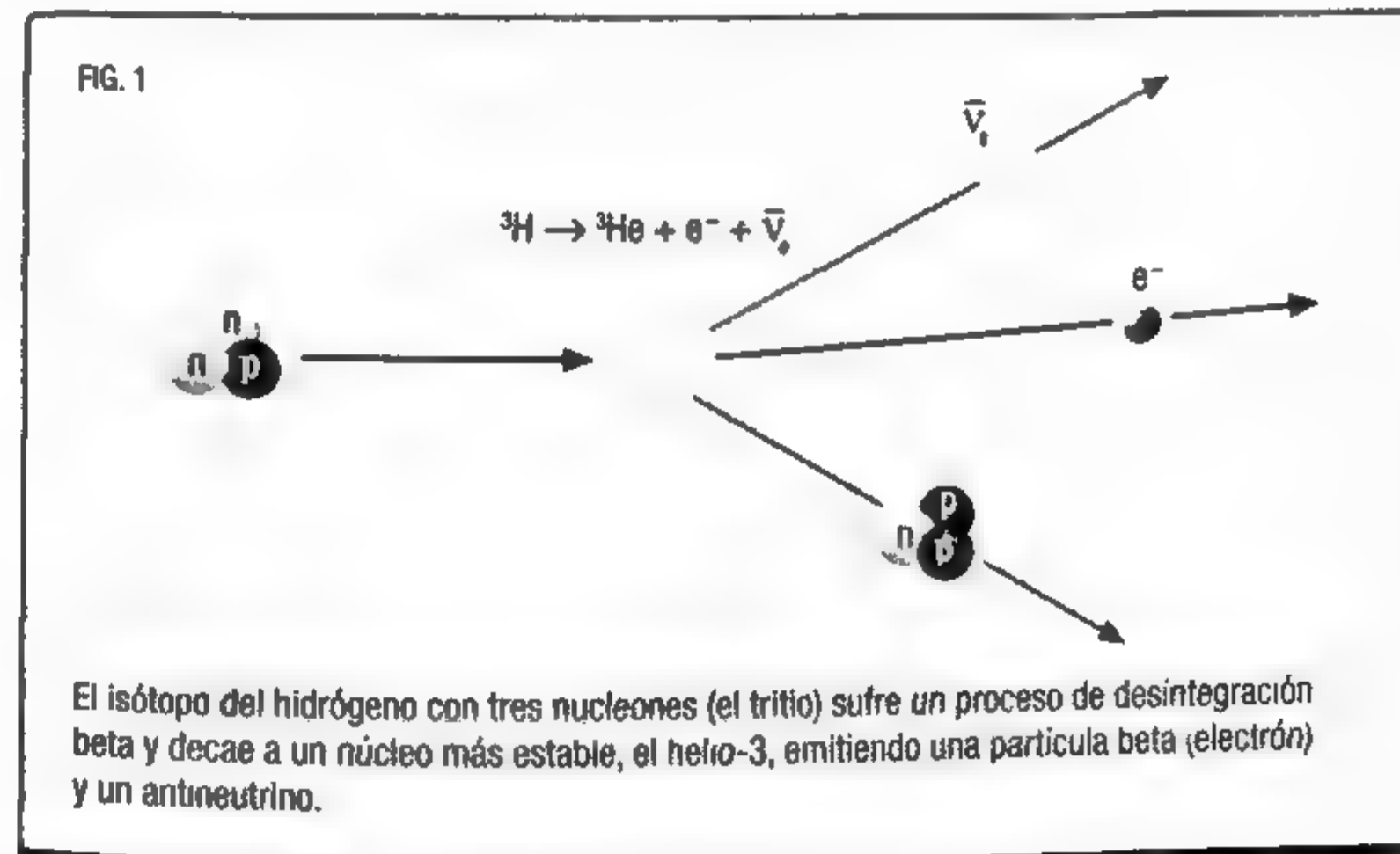
El neutrino era la primera esperanza para comprobar empíricamente que el proceso propuesto por Eddington era correcto. Esta partícula había sido teorizada por Wolfgang Pauli en 1930,

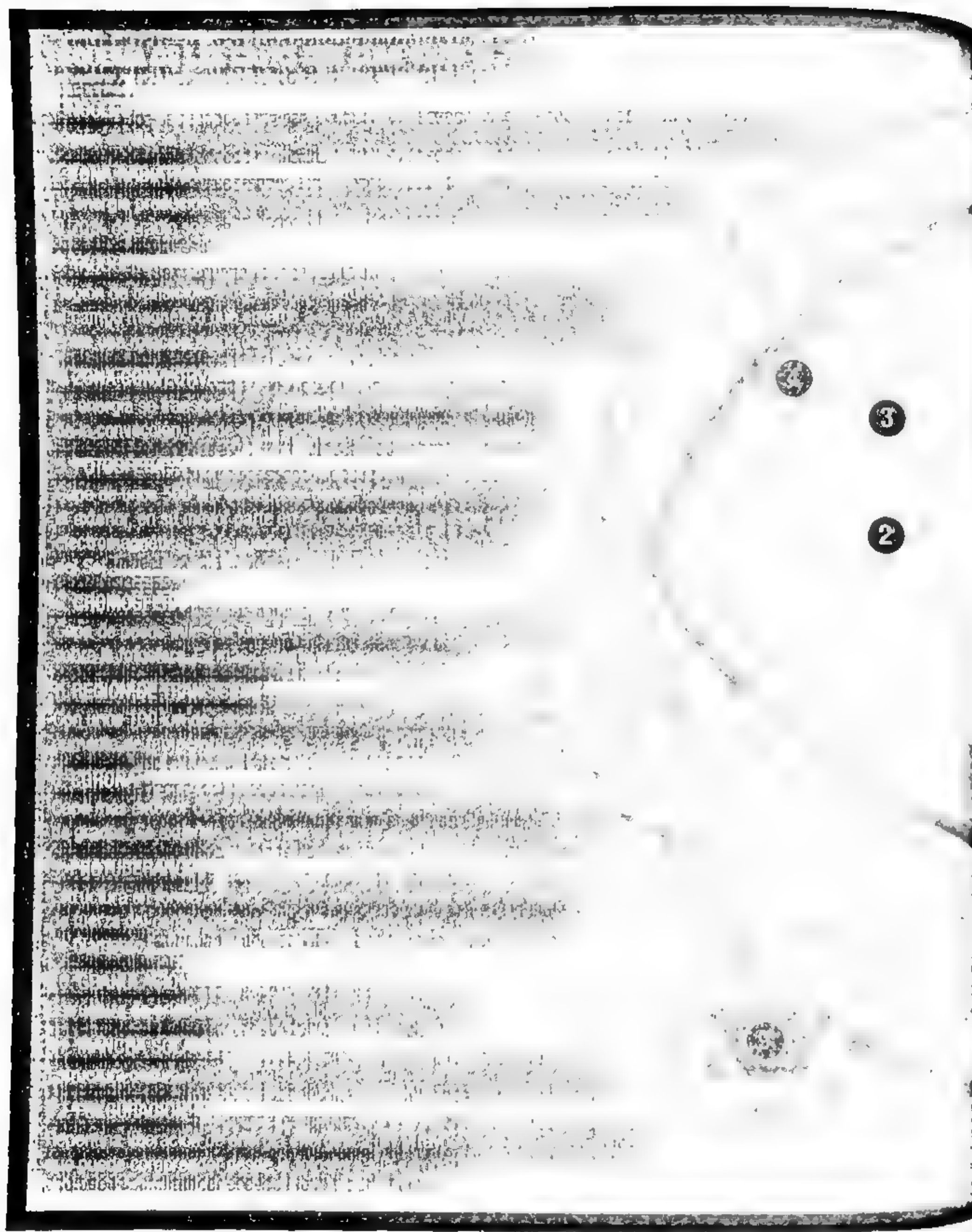
ante la necesidad de conservar la energía en el llamado *proceso de desintegración beta*. En dicho proceso, un núcleo atómico inestable convierte neutrones en protones, o viceversa, para compensar su número y así alcanzar un estado más estable (figura 1). Por cada neutrón que se transforma, se emite un electrón y un antineutrino ($n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$), mientras que si se transforma un protón se emite un positrón y un neutrino ($p \rightarrow n + e^+ + \nu_e$).

En 1934, Hans Bethe y Rudolf Peierls (1907-1995) demostraron que la interacción del neutrino con la materia era extremadamente débil. ¡Iba a ser necesario ser muy astuto para cazarlo! De hecho, tan solo podemos esperar una interacción por metro cúbico de materia cada 50 millones de años. ¡Demasiado tiempo para un experimento llevado a cabo por seres humanos!

Al neutrino electrónico de Pauli, ν_e , se le vinieron a unir, por su descubrimiento en 1962 y 2000, el *neutrino muónico*, ν_μ , y el *neutrino tauónico*, ν_τ , respectivamente.

Como primer paso, tenemos que hacernos una idea de cuántos neutrinos llegan a la Tierra procedentes de las reacciones nucleares del interior solar. Tenemos a nuestra disposición $7 \cdot 10^{10}$ neutrinos por centímetro cuadrado cada segundo. Con una típica sección de interacción de 10^{-45} centímetros cuadrados, se necesitarán un mínimo de 10^{40} partículas de sustancia detectora





3

2

1

6

7

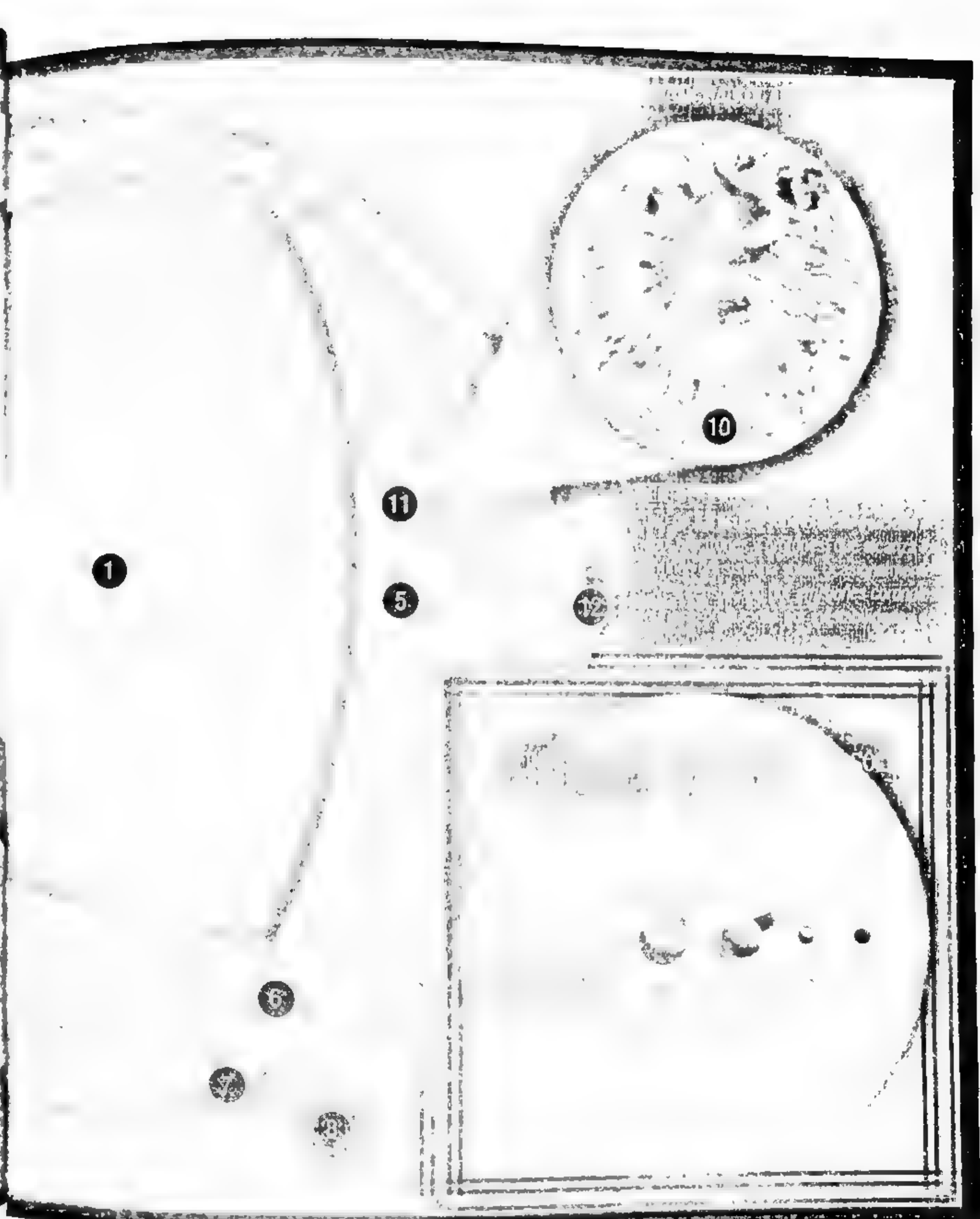
8

11

5

12

10



para tener un registro por día. Ello nos lleva a la necesidad de utilizar detectores con muchas toneladas de sustancia detectora.

La primera fuente artificial de neutrinos resultó ser una explosión atómica. En 1951, Fred Reines (1918-1998) propuso a Enrico Fermi (1901-1954) la instalación de un detector de neutrinos cerca de una de las pruebas que por aquel entonces desarrollaban los estadounidenses. También por esos días, Bruno Pontecorvo (1913-1993) y Louis Alvarez (1911-1988), en informes internos de sus institutos que no llegaron a publicarse, habían sugerido una posible reacción a la que sería sensible el evasivo neutrino, a saber:



Los átomos de cloro, ${}^{37}\text{Cl}$, presentes en un determinado compuesto reaccionarían, de vez en cuando, con un neutrino solar, para dar lugar a isótopos de argón, ${}^{37}\text{Ar}$, que podrían detectarse.

Raymond Davis (1914-2006) empezó a trabajar en tal sistema de detección situándolo cerca de una central nuclear, pero pronto comprobó que los reactores nucleares no eran adecuados para probar su eficacia, ya que producían antineutrinos. En 1972 logró que se financiase la instalación de un gigantesco detector de neutrinos en una antigua mina de oro, en Homestake (Dakota del Sur). En un tanque se depositaron 400 000 litros de percloroetileno (véase la imagen inferior de la página contigua), un producto bastante accesible, utilizado generalmente en las tintorerías, y que se mantiene líquido a temperatura ambiente. La razón de su ubicación en una mina se encuentra en la necesidad de proporcionar una pantalla contra la acción de los rayos cósmicos, partículas energéticas producidas fuera del sistema solar. Para dicho proyecto contó con la valiosa colaboración del teórico John Bahcall (1934-2005).

En total, en el tanque se dispusieron 10^{37} átomos de cloro. Si ahora llamamos SNU (*Solar Neutrino Unit*) a una interacción por cada 10^{36} átomos de cloro y por segundo, el flujo esperado de partículas que se iban a poder detectar en el experimento, siguiendo las predicciones del modelo estándar, era de $8,5 \pm 1,8$ SNU. Ahora bien, el experimento mostraba valores de $2,6 \pm 0,2$ SNU (da-



Arriba, Raymond Davis (izquierda) y John Bahcall en 1964, durante los primeros trabajos en la vieja mina de oro de Homestake con objeto de detectar neutrinos solares. Abajo, vista parcial del tanque de percloroetileno de 400 000 litros que Davis mandó construir para tal fin.

Los descubrimientos más importantes darán respuestas a preguntas que no conocemos todavía como plantearlas y se relacionarán con objetos que todavía no nos hemos imaginado.

JOHN N. BAHCALL

tos más recientes), muy por debajo de las predicciones teóricas del modelo. ¿Qué es lo que fallaba? ¿Dónde estaban los neutrinos que faltaban? Se exploraron diferentes vías en busca de los neutrinos perdidos.

Un primer camino fue tratar de hallar las *deficiencias en el modelo solar* establecido. Si hubiese sido este el

caso, habría sido necesario modificar toda la teoría de la evolución estelar, un edificio que parecía sólidamente estructurado. Para evitarlo se propusieron diversas hipótesis que, o bien planteaban la existencia de una fuente adicional de energía, o bien postulaban que el interior del Sol se encontraba en una fase excepcional de baja producción energética. Sin embargo, ninguna de estas hipótesis gozó de la aceptación de la comunidad científica.

Otro camino que se transitó fue el de averiguar si se cometieron *errores en las medidas*. El equipo de Davis trató, durante treinta años, de buscar posibles fuentes de error en sus medidas. Como en otras muchas ramas de la ciencia, la mejor opción era duplicar el experimento, mejorándolo si era posible. Dos nuevos experimentos utilizaron otra reacción ($\nu_e + {}^{71}\text{Ga} \rightarrow {}^{71}\text{Ge} + e^-$), pero con resultados similares.

La prueba definitiva se basaba en encontrar un detector sensible a los tres tipos diferentes de neutrinos generados en el ciclo protón-protón, complementando al de Davis, que solo era sensible al neutrino electrónico. Para ello tendríamos que tener en cuenta los flujos esperados, su espectro de energía y, por supuesto, las posibilidades técnicas y financieras.

Con tal propósito se desarrolló en 1985, en Japón, el experimento SuperKamiokande, con un tanque de 50 000 toneladas de agua superpura como detector de neutrinos. La idea era medir, con una serie de fotomultiplicadores muy numerosos y precisos, los breves flashes de radiación que se producían cuando un neutrino incidía sobre una molécula de agua. Poco después se unió un laboratorio similar: el canadiense Sudbury Neutrino Observatory (SNO). De ambos experimentos se dedujo un déficit de

un 45 % con respecto a los predichos por el modelo estándar y similares a los del experimento de Davis. Los astrofísicos podían dormir tranquilos, no había que cuestionar la teoría de la evolución estelar, una de las joyas de la corona para ellos.

Aun así, quedaba una última bala en la recámara, la tercera vía que se exploró, la *física de las partículas elementales*. En principio existían varias posibilidades para hacer desaparecer un neutrino en su viaje desde el Sol hasta nosotros. La más razonable era la *oscilación de neutrinos*, fenómeno consistente en la transición de un tipo de neutrino a otro al cabo de un cierto tiempo. Esta idea fue primero propuesta por Lincoln Wolfenstein (1923-2015) en 1978, y posteriormente desarrollada por Stanislav Mikheyev (1940-2011) y Alexei Smirnov (n. 1951). Ya que el experimento de Davis tan solo era sensible a los neutrinos electrónicos, esta oscilación explicaría por qué solo se registraba una fracción de los esperados por los modelos solares. Los otros neutrinos electrónicos se habrían transformado, durante su camino del Sol hacia la Tierra, en neutrinos muónicos y tauónicos. Ahora bien, para que tal oscilación ocurriera era necesario que el neutrino tuviera masa, lo cual no parecía sencillo de medir.

El experimento japonés KamLAND y el canadiense SNO demostraron claramente que tal oscilación de los neutrinos existía. Poco tiempo después la masa del neutrino fue determinada: una cienmilonésima parte de la masa del electrón, aunque todavía el grado de incertidumbre en su valor exacto es relativamente grande.

De forma muy merecida Davis obtuvo el premio Nobel de Física en el año 2002. Su atrevimiento y paciencia habían tenido su recompensa a toda una vida dedicada a un experimento. El premio Nobel de Física de 2015 fue concedido a Takaaki Kajita (n. 1959) y a Arthur B. McDonald (n. 1943), que lideraban los otros dos experimentos citados anteriormente.

LA HELIOSISMOLOGÍA

Cuando golpeamos una campana y la hacemos sonar, las ondas de sonido que se producen llevan la firma de las característi-

cas de dicha campana, es decir, de su geometría y del material del que está hecha. También la voz de una persona nos permite identificarla de forma bastante precisa. De la misma forma, si perturbamos el equilibrio del Sol, las ondas que allí se produzcan

Los armónicos son vibraciones de una fracción de la longitud de la cuerda vibrante, que añaden a las notas tonos más agudos y complejos. Con un instrumento como los armónicos desaparecen, pero con un instrumento con buen mantenimiento continúan sonando junto con la nota fundamental.

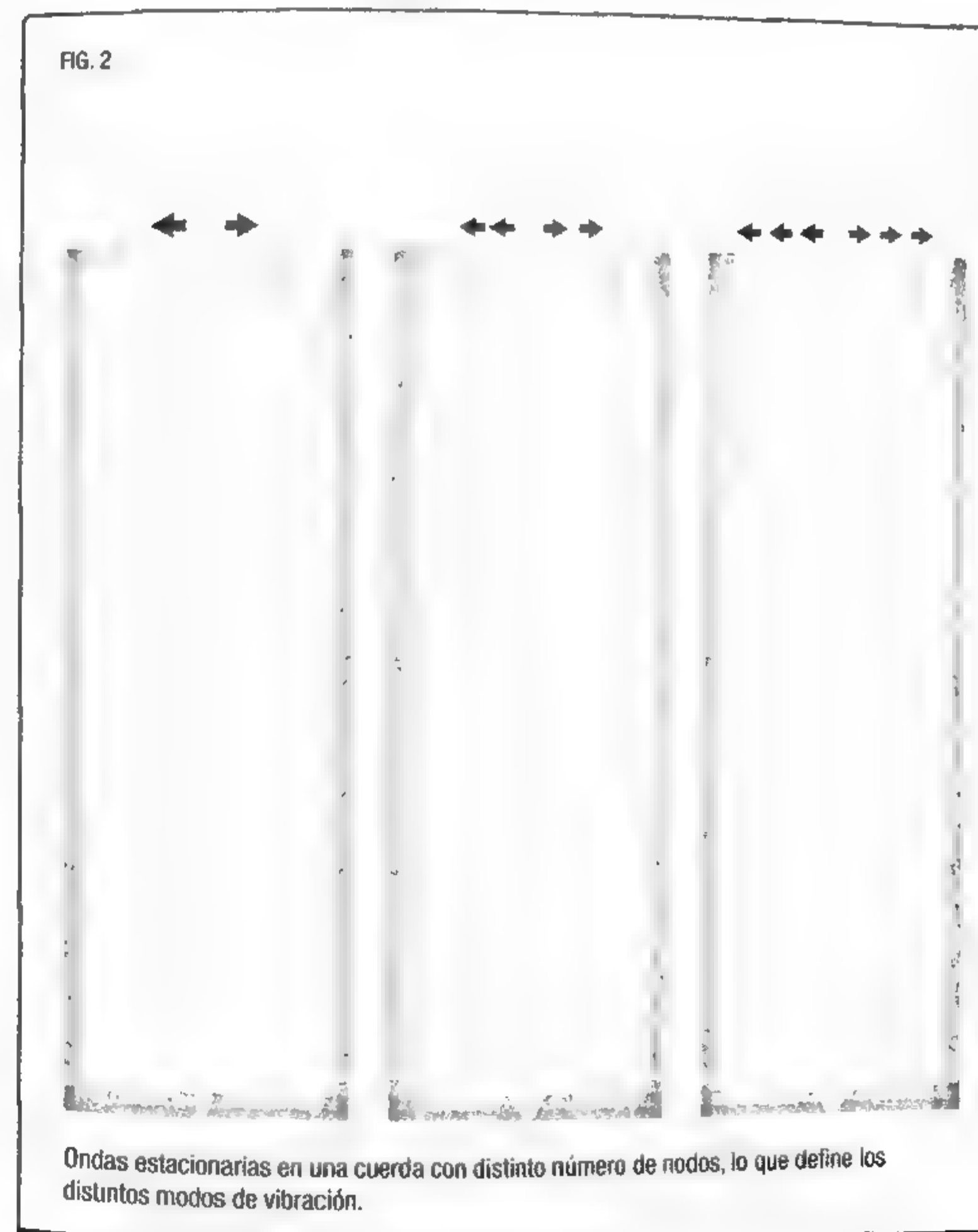
STEVE ALBINI, INGENIERO DE SONIDO

nos informarán sobre las condiciones existentes en su interior. El Sol se mantiene en equilibrio hidrostático, es decir, a cualquier profundidad existe una compensación entre la presión del gas y la gravedad. Sin embargo, a la escala de tiempo de unos pocos minutos, pueden existir pequeñas desviaciones de tal equilibrio, para lo cual se necesita un tipo de perturbación y su correspondiente onda. Así, tenemos por un lado las ondas sonoras, o *modos p*, generadas por variaciones de la presión; por otro, las de gravedad, o *modos g*, donde la fuerza recuperadora es el empuje de Arquímedes, que se produce cuando tenemos dos fluidos de diferente densidad en presencia de un campo gravitatorio. En realidad, en el Sol, dichas perturbaciones son muy pequeñas (de una parte por millón), con lo que su medida ha supuesto un gran reto instrumental para los astrofísicos. Estas oscilaciones se propagan por el interior del Sol, sufriendo cambios de dirección, por refracción, hasta que se reflejan a cierta profundidad o en su superficie, dando lugar a los modos propios de oscilación del astro.

Cuando ondas con las mismas propiedades (igual amplitud y frecuencia) interfieren dan lugar a ondas estacionarias que aparentemente permanecen inmóviles, en el sentido de que existen unos puntos que no oscilan. En estos puntos, llamados *nodos*, se cumple la propiedad de que las dos ondas interfieren de forma destructiva, es decir, sus perturbaciones se anulan mutuamente. Tenemos, por tanto, que las oscilaciones solares, en concreto los modos *p*, son ondas estacionarias confinadas en cavidades resonantes limitadas por la superficie solar y por otras superficies situadas a diferentes profundidades, dependiendo del modo

de oscilación particular de que se trate. En el caso de los modos *g*, las cavidades se encuentran por debajo de la zona de convección y, por ello, son mucho más difíciles de medir en la superficie. Para hacernos una idea de la geometría de los modos, tomemos el ejemplo de una cuerda de longitud *L* sujeta por ambos extremos. Si la sacudimos por uno de dichos extremos se puede llegar a establecer un modo oscilatorio, caracterizado por uno, dos, tres o más nodos (figura 2).

de oscilación particular de que se trate. En el caso de los modos *g*, las cavidades se encuentran por debajo de la zona de convección y, por ello, son mucho más difíciles de medir en la superficie. Para hacernos una idea de la geometría de los modos, tomemos el ejemplo de una cuerda de longitud *L* sujeta por ambos extremos. Si la sacudimos por uno de dichos extremos se puede llegar a establecer un modo oscilatorio, caracterizado por uno, dos, tres o más nodos (figura 2).



En el Sol la situación es más complicada, ya que las ondas se producen en tres dimensiones y los nodos se extienden en todo su volumen (figura 3). Para visualizarlas, imaginemos un tablero de ajedrez en la superficie de un globo esférico. Los modos posibles de oscilación se identifican con tres números. La estructura del tablero se define por circunferencias m que pasan a través de los polos, como meridianos de longitud en la Tierra, y por otras circunferencias ($l-m$) que corresponden a paralelos de latitud. El tercer número, n , nos informa del número de nodos en la dirección radial.

A finales de los años setenta se desarrollaron técnicas que permitieron medir tales oscilaciones globales del Sol. En 1977, el grupo británico formado por G.R. Isaak (1933-2005), H.B. van der Raay y J.R. Brookes, se trasladaron al Observatorio del Teide para iniciar un programa de observaciones que no se ha interrumpido hasta la fecha. Al cabo de poco tiempo, combinando observaciones de Pic du Midi (Pirineo francés) y Tenerife, se verificó la existencia de la oscilación de 5 minutos (frecuencia de 3,33 mHz) observando el Sol globalmente como una estrella, es decir, sin resolución espacial y, por tanto, $l=0$ (figura 4). No pasó mucho tiempo antes de que resultara evidente que en dicha zona del espectro de frecuencias se podían resolver numerosas frecuencias individuales de oscilación.

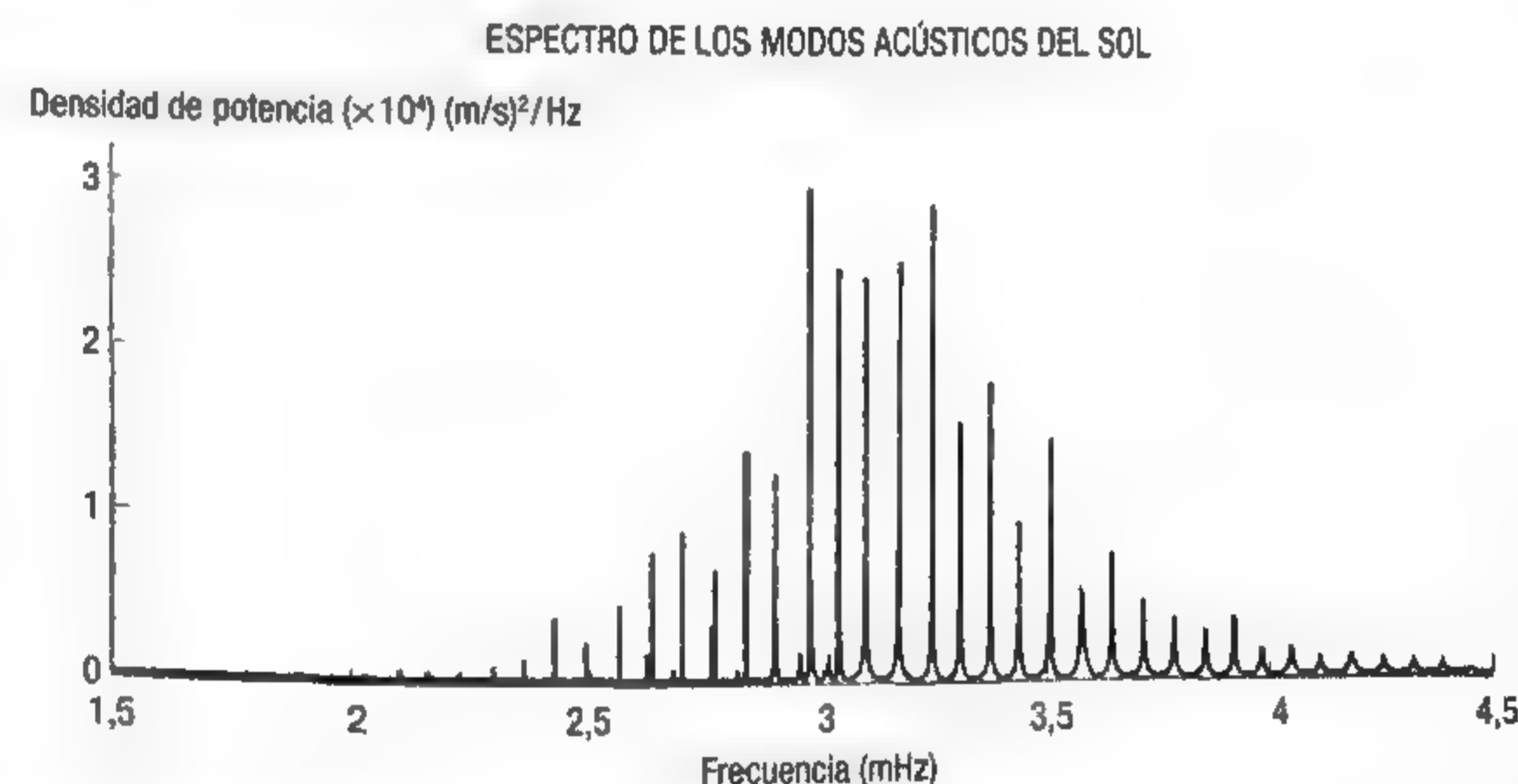
Pronto se evidenció que la observación desde un solo observatorio, o desde dos cercanos, introducía frecuencias espurias en los registros debido a las interrupciones por la imposibilidad de observar el Sol de noche. Para solucionarlo se han construido redes en las que instrumentos similares se distribuyen en observatorios situados a diferentes longitudes geográficas. Otra posibilidad es ir al espacio y, en este contexto, destacaríamos los instrumentos GOLF y VIRGO, que a bordo de la sonda SOHO miden, desde 1996 y de manera continua, las oscilaciones solares en velocidad y brillo, respectivamente. Todo ello ha permitido alcanzar una precisión en la medida de las frecuencias de los modos inferior al 0,01%, con lo que la comparación con predicciones de los modelos resulta más fructífera. La figura 5 representa un diagrama observacional que muestra el grado de

FIG. 3



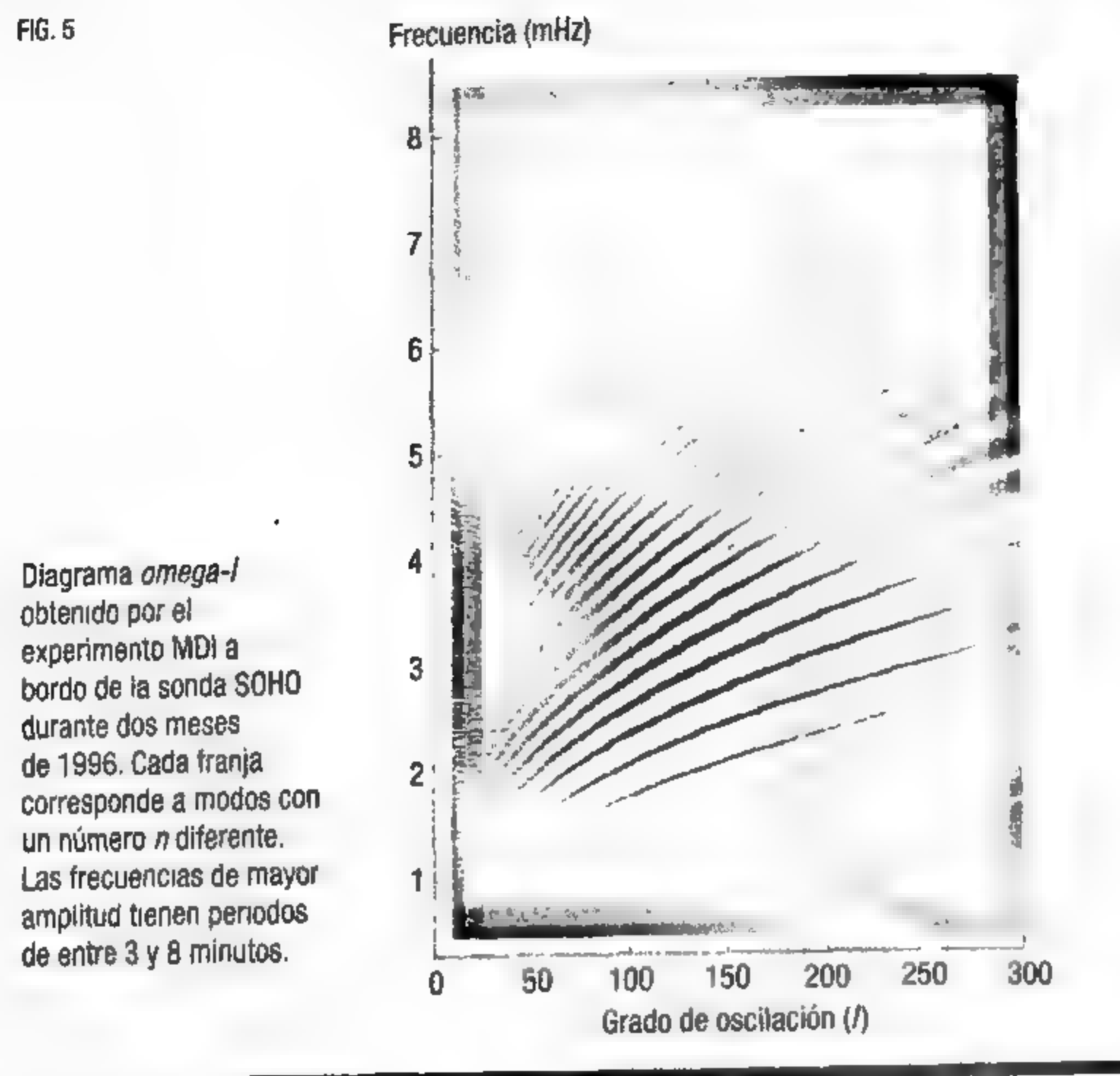
A la izquierda, representación de uno de los posibles modos p del Sol. Las distintas regiones de su superficie representan zonas que sobresalen y se hunden, oscilando periódicamente. La imagen de la derecha ilustra la superficie solar en un instante dado. La vibración se ha exagerado con tal de poder facilitar su visualización.

FIG. 4



Estructura fina de la oscilación de 5 minutos.

FIG. 5



la oscilación, l , con respecto a la frecuencia ($\omega = 2 \cdot \pi \cdot f$). Los modos con valor l bajo penetran más rápidamente en el interior solar.

El gran reto para un futuro próximo es la detección de los modos g , cuya búsqueda por el momento ha resultado infructuosa, a pesar de la alta precisión de los instrumentos de la sonda SOHO. Ya que estos modos se originan en el propio núcleo solar nos podrían dar una información fundamental sobre temas como su rotación o la existencia de un campo magnético primordial diferente del que observamos en la superficie, junto con las sorpresas normales al disponer de una nueva herramienta de observación.

El estudio de estas ondas que se generan en el Sol recibe el nombre de *heliosismología*, término que nos señala que dichas

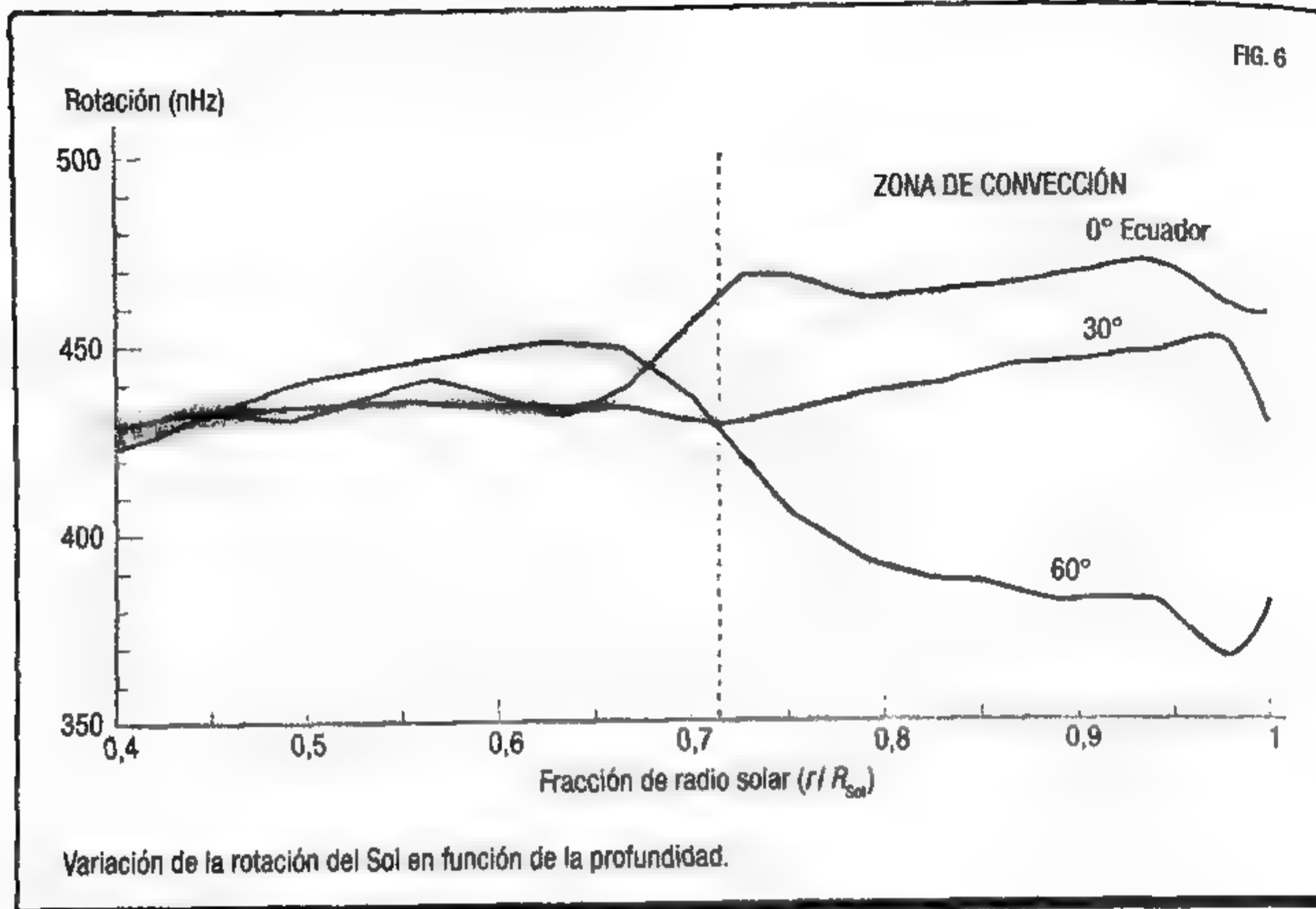
ondas son semejantes a las que generan los terremotos en la Tierra. De hecho, podemos decir que esta rama de la física solar es sismología terrestre aplicada al Sol, tanto en sus conceptos como en las técnicas de análisis de las observaciones, aunque muy poco o nada en los sistemas de medida que necesitan una mayor precisión.

Si disponemos de una serie de observaciones suficientemente larga y con la necesaria resolución temporal y espacial sobre el Sol, el siguiente objetivo será comparar las frecuencias medidas con las predicciones resultantes de un modelo teórico. Es el procedimiento estándar que se suele aplicar en ciencia. De esta forma, se ha logrado mejorar el modelo solar, ajustándolo a las observaciones, hasta límites por debajo del 0,1% a cualquier profundidad. Las zonas más conflictivas son las situadas cerca del centro y de la base de la zona de convección.

Uno de los resultados más interesantes de la heliosismología ha sido conocer la rotación del interior solar, mediante el desdoblamiento que se produce en las frecuencias de los modos p . De las observaciones en superficie se conocía que el ecuador rota más rápido que los polos. Pues bien, a partir de una cierta profundidad, en la región llamada *tacoclina*, que aproximadamente coincide con el fondo de la zona de convección, el Sol tiende a rotar como una esfera rígida. La figura 6 muestra la frecuencia de rotación de tres puntos situados a diferentes latitudes (0° , 30° y 60°) en función de la fracción del radio solar (r/R_{sol}). Si se toma la superficie solar, donde $r/R_{\text{sol}} = 1$, se comprueba que los puntos, situados en las tres latitudes, tienen diferente frecuencia de rotación (rotan a velocidad diferente). En cambio, para fracciones del radio solar menores de 0,6; los tres puntos tienden a rotar con la misma frecuencia, lo que indica que lo hacen como una esfera indeformable.

Para concluir este capítulo volvamos al principio. Para resolver definitivamente el debate sobre la edad del Sol faltaba un marcador directo de su edad, y las estimaciones teóricas diferían de las evidencias aportadas por los meteoritos. Recientemente, en 2002, la medida precisa de la abundancia de helio en el interior del Sol ha permitido compaginar ambos campos. Los físicos

Cómo observar el Sol



habían concluido el debate pero finalmente no había ni vencedores ni vencidos. En este momento podríamos pensar que ya entendemos lo más fundamental del Sol, pero en realidad solo nos proporciona una idea de su funcionamiento casi a la misma escala que si lo estuviéramos estudiando desde una distancia tan lejana como la de cualquier otra estrella. Es esta visión la que llevó a Arthur Eddington a declarar, a finales de la década de 1920, que pronto entenderíamos completamente algo tan simple como una estrella. Ahora bien, la observación de su superficie y su atmósfera nos lleva al convencimiento de que una estrella puede ser algo realmente muy complicado, y por lo tanto tremendamente apasionado de estudiar. Sigamos pues nuestro camino.

El Sol no es un sistema aislado de sus alrededores, sino que constantemente emite energía y materia, interaccionando con los demás cuerpos del sistema solar. El canal más importante de interacción es sin duda el de la radiación, por lo que no es de extrañar que se hayan dedicado grandes esfuerzos a su estudio.

Dada la poca densidad de materia entre el Sol y la Tierra, la luz es la mejor forma de transportar energía entre ambos cuerpos celestes. Por consiguiente, dicha radiación es el principal medio que tienen los astrónomos para conocer las propiedades físicas de nuestra estrella. Pero para que haya podido llegar a utilizarse en tal sentido han sido precisos los esfuerzos de varias generaciones de grandes científicos. Se hizo necesario entender en qué consistía dicha luz, cuál era su extensión y cómo se podía medir cada uno de sus componentes. Esto se logró mediante una combinación de desarrollo tecnológico y estudios teóricos, todo ello impulsado por la curiosidad humana, que constantemente nos ha llevado a preguntar qué había más allá de lo conocido.

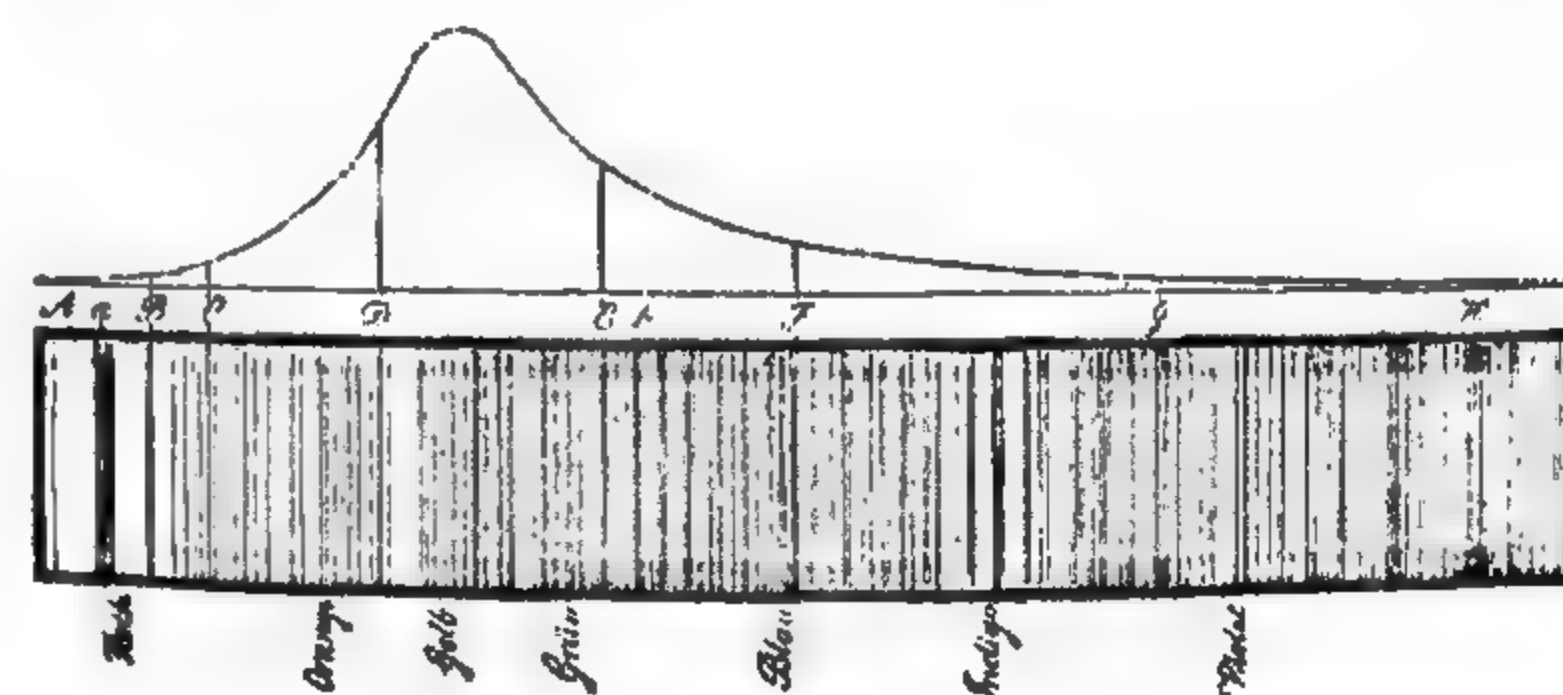
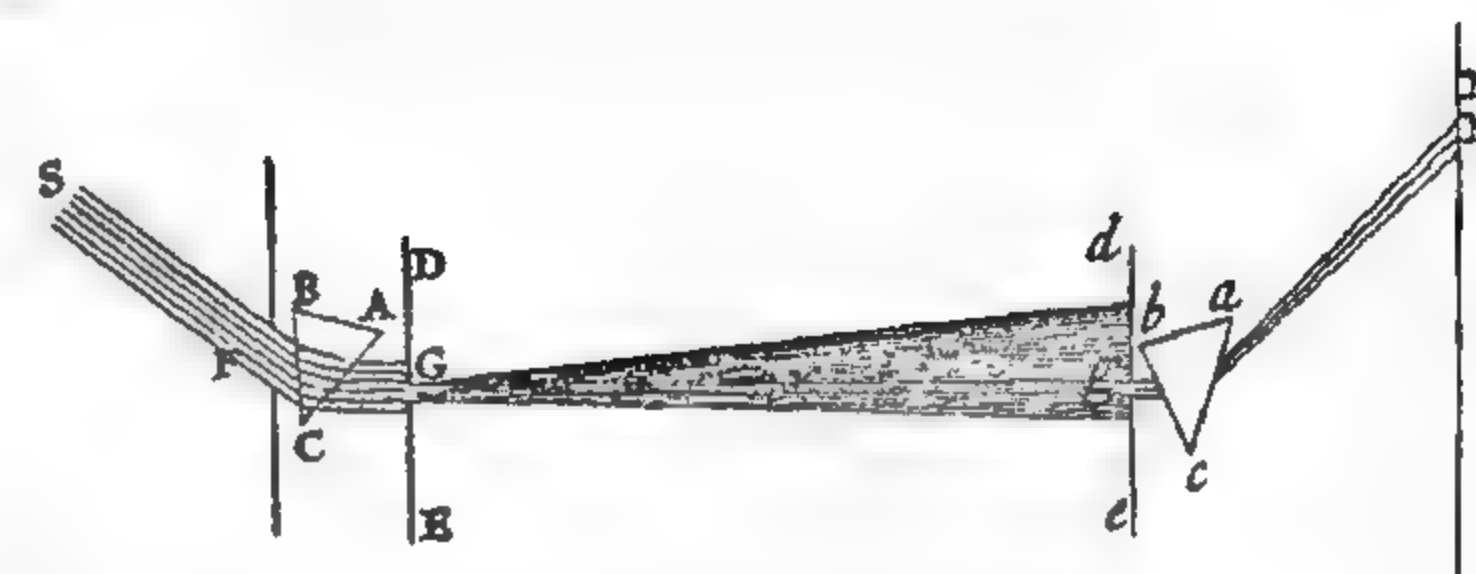
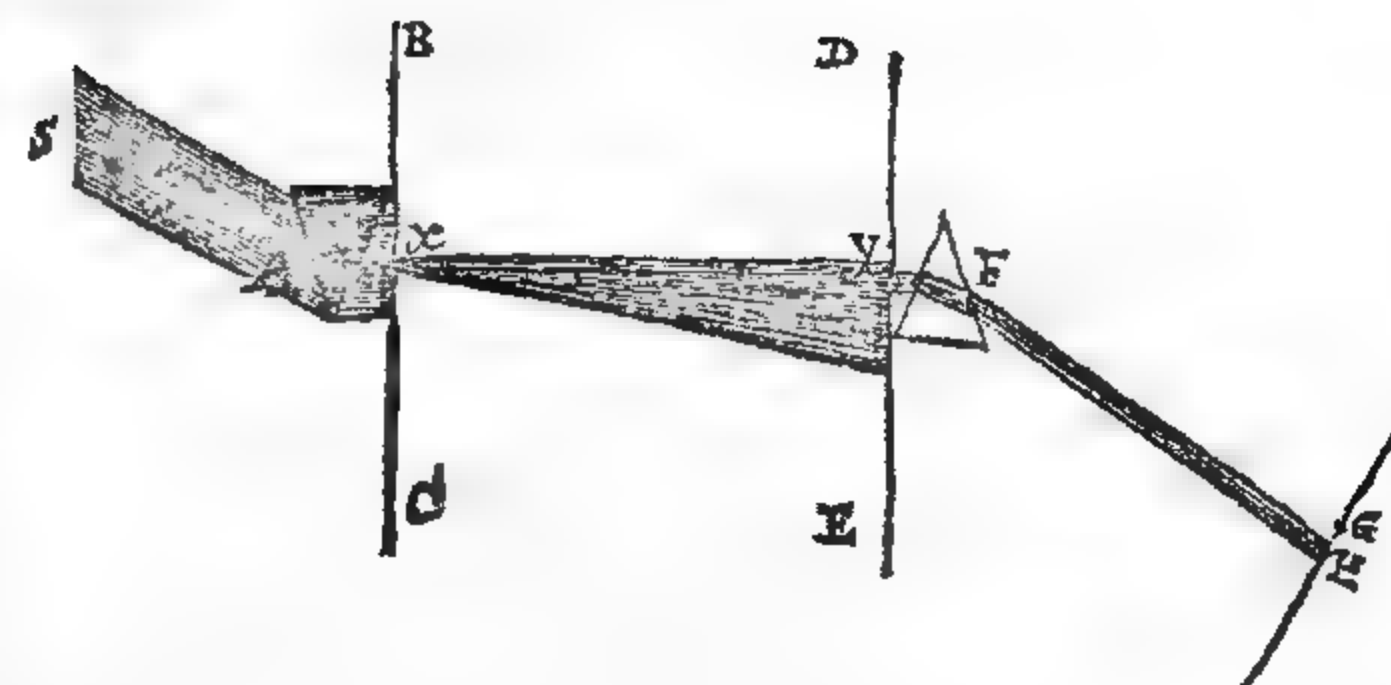
El segundo canal de interacción entre el Sol y la Tierra consiste en un flujo continuo de partículas subatómicas (protones, electrones y núcleos de helio), el conocido como *viento solar*, que tiene cierto impacto sobre nuestro planeta y que es el responsable de fenómenos tan maravillosos como las auroras polares. Su descubrimiento se hizo esperar hasta bien entrado el siglo xx.

LOS COLORES DEL ARCOÍRIS

Otro de los más bellos espectáculos de la naturaleza, el arcoíris, ya nos informaba de que la luz blanca, o natural, podía descomponerse en varios colores. Aristóteles consideró que se debía a la reflexión de la luz en las nubes. Roger Bacon (ca. 1214-1294), en 1266, midió cuidadosamente la geometría del fenómeno, pero fue René Descartes (1596-1650) quien consideró que era debido a la refracción de la luz en las gotas de agua. Sin embargo, su interpretación de los colores no fue muy afortunada. Consideró que las gotas de agua teñían la luz, pero no comprendió que en realidad se produce una descomposición de esta en colores.

Desde muy joven, Isaac Newton (1642-1727) se mostró muy interesado en la descomposición de la luz blanca en sus colores primarios. Al igual que en sus trabajos de gravitación, tenía gigantes a cuyos hombros subirse para ver más lejos que los demás. Las leyes de la reflexión y la refracción de la luz eran conocidas desde los estudios de Willebrord Snel van Royen (1580-1626). En este contexto, se sabía que en un prisma triangular se produciría refracción o reflexión total, dependiendo del ángulo de incidencia del haz de luz y de las propiedades del vidrio (índice de refracción). En 1672, Newton propuso el primer dibujo de su experimento, que suscitó amplias discusiones en la comunidad científica de entonces. Un pequeño agujero en una contraventana dejaba pasar un rayo de luz. En su trayecto situaba un prisma que a su salida, mediante la refracción, permitía observarla descompuesta en los siete colores del arcoíris. De esta forma un prisma podía descomponer la luz en sus colores primarios. A continuación, un nuevo agujero en un tablero aislaba tan solo un color, que pasaba a través del segundo prisma, pero esta vez no se producía una nueva descomposición. Además del concepto, también fueron criticados sus dibujos por ambiguos, inexactos y por no estar realizados a escala (véanse las dos imágenes superiores de la página contigua).

En su conocida obra *Opticks*, publicada en 1704 y reeditada varias veces, Newton revisó sus trabajos de óptica y en concreto su experimento sobre la descomposición de la luz. Entre otras virtu-



Das Fraunhofer's Abh. Danksch. 1814-15.

Arriba, primer diseño de Newton de la descomposición de la luz en sus colores, incluido en un artículo enviado el 6 de febrero de 1672 al secretario de la Royal Society, Henry Oldenburg. Los dos prismas están invertidos y los rayos finales apenas divergen. En el centro, uno de los nuevos diseños del experimento incluido en la primera edición de *Opticks*, publicada en 1704. Se observa el añadido de un agujero en la entrada del sistema óptico y el cambio de orientación de los prismas con respecto al primer diseño. Abajo, espectro original obtenido por Joseph von Fraunhofer.

des, convenció a la mayoría de sus oponentes para que realizaran el experimento por sí mismos. Publicada originalmente en inglés, una traducción al latín la hizo más popular en el continente.

Un espectrógrafo moderno no difiere en lo esencial del diseño de Newton. La luz solar se hace incidir sobre una rendija, en lugar de un agujero. En vez de un prisma tenemos una red de difracción que permite una dispersión más eficiente de la luz en sus colores. Finalmente, la óptica del sistema permite aislar partes más pequeñas del espectro, que finalmente son registradas por un detector.

LAS LÍNEAS OSCURAS DE FRAUNHOFER

Parece que fue el inglés William Wollaston (1766-1828) el primero que se dio cuenta, en 1802, de la existencia de líneas oscuras interrumpiendo la continuidad del espectro solar. Las siete que observó se encontraban, por casualidad, en las transiciones entre colores, por lo que las tomó como simples líneas divisorias sin mayor importancia. Mayor interés en la incógnita que Wollaston mostró el alemán Joseph von Fraunhofer (1787-1826), un experto en la fabricación de vidrios que llegó a desarrollar nuevas técnicas para medir sus propiedades refractivas, y que seleccionaba los mejores para observaciones astronómicas. Hacia 1814, estudiando la descomposición de la luz solar mediante un prisma de gran calidad, observó que el espectro estaba surcado por numerosas líneas oscuras. Llegó a catalogar hasta unas setecientas líneas, y asignó, a las más intensas, letras que iban de la A a la H, como puede verse en la imagen inferior de la página anterior.

Al principio se puso en duda que las líneas observadas por Fraunhofer se originasen en el Sol, ya que algunas de ellas se formaban al paso de la radiación solar por la atmósfera terrestre, mientras que, por otro lado, las experiencias en el laboratorio mostraban líneas brillantes en lugar de oscuras. En 1832, el escocés David Brewster (1781-1868) demostró que los gases fríos, cuando se interponen en la luz emitida por un sólido in-

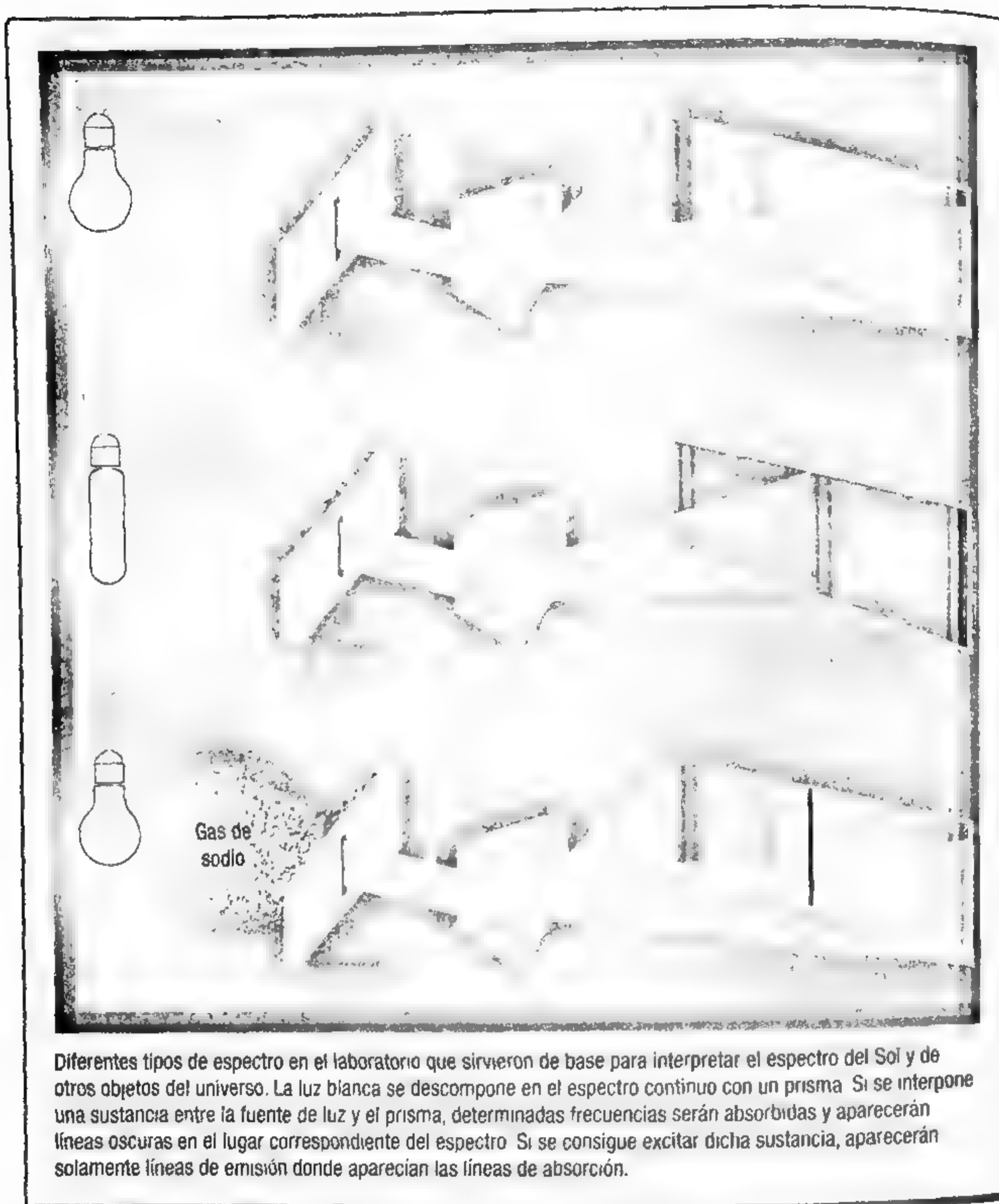
candescente, producen líneas oscuras en el espectro de esa luz que antes no aparecían. Este fenómeno llevó a pensar que esos gases eran capaces de absorber ciertas frecuencias de luz, por lo que a las líneas oscuras que se formaban se las llamó *líneas de absorción*.

El alemán Gustav Kirchhoff (1824-1887), en colaboración con Robert Bunsen (1811-1899), determinaron cómo se formaban los diferentes tipos de espectros visibles en el laboratorio y con la luz solar. Como resultado de sus trabajos se establecieron tres tipos fundamentales: el espectro continuo, el espectro de emisión y el

Kirchhoff ha encontrado la causa de las líneas oscuras en el espectro solar. El camino se ha abierto para determinar la composición química del Sol y las estrellas fijas.

ROBERT BUNSEN EN CARTA A HENRY E. ROSCOE

espectro de absorción (figura 1). Todos los sólidos incandescentes y los líquidos producen un *espectro continuo* de emisión de luz, sin interrupciones, donde su intensidad depende de la temperatura del objeto y de la longitud de onda de la radiación. Para poder explicar este tipo de espectro, diseñó un sistema físico (bajo condiciones ideales) llamado *cuerpo negro*, que absorbe toda la radiación que recibe sin reflejar fracción alguna y, por lo tanto, la radiación que emite es puramente radiación térmica. En 1854, descubrió que cada elemento químico mostraba un espectro característico con líneas oscuras, conocido como *espectro de absorción*, abriendo el camino a la determinación de la abundancia de elementos químicos. En el caso del Sol, la luz solar era absorbida por los elementos químicos en determinadas frecuencias, dando lugar a las líneas oscuras observadas por Fraunhofer, de la misma manera que en el laboratorio, la radiación continua de un sólido era absorbida por una nube de gas más frío, dando lugar a las líneas espectrales oscuras. Si es tan solo el gas (incandescente) el que emite la radiación, tendremos un *espectro de emisión*, es decir, unas líneas de emisión en las mismas posiciones que ocupaban antes las de absorción. Léon Foucault (1819-1868), trabajando con las líneas D del sodio, descubrió que las líneas de emisión y absorción de un determinado elemento químico coincidían perfectamente en la misma posición.



En los primeros tiempos de la espectroscopia solar, la observación del espectro del Sol se complementaba con pruebas en laboratorio para la identificación de las líneas oscuras observa-

das. Había nacido algo que parecía imposible: el estudio de la composición química de astros remotos.

En cualquier caso, la determinación cuantitativa de las abundancias de los elementos no iba a resultar sencilla. Pronto se comprobó que la intensidad y aparición, o no, de estas líneas dependía no solo de la abundancia de los elementos sino también de las propiedades físicas de la materia en que se origina la línea y de diferentes parámetros relativos a la estructura del átomo en cuestión. Hubo que esperar al desarrollo de la física atómica.

Basándose en un trabajo previo de Cecilia Payne (1900-1979), Henry Russell (1877-1957) publicó un artículo, en 1929, en el cual a partir de la estimación visual de la intensidad de líneas espectrales señalaba que el Sol, y por extensión otras estrellas, contiene una mayor proporción de elementos como el hidrógeno y el helio, así como otros gases ligeros, como oxígeno, nitrógeno y neón.

Los estudios sobre la química del Sol se iban a convertir en un elemento imprescindible de referencia para entender la composición del universo: hidrógeno, helio y el resto de los elementos, que los astrofísicos denominan «metales».

LA VELOCIDAD DE ROTACIÓN SOLAR

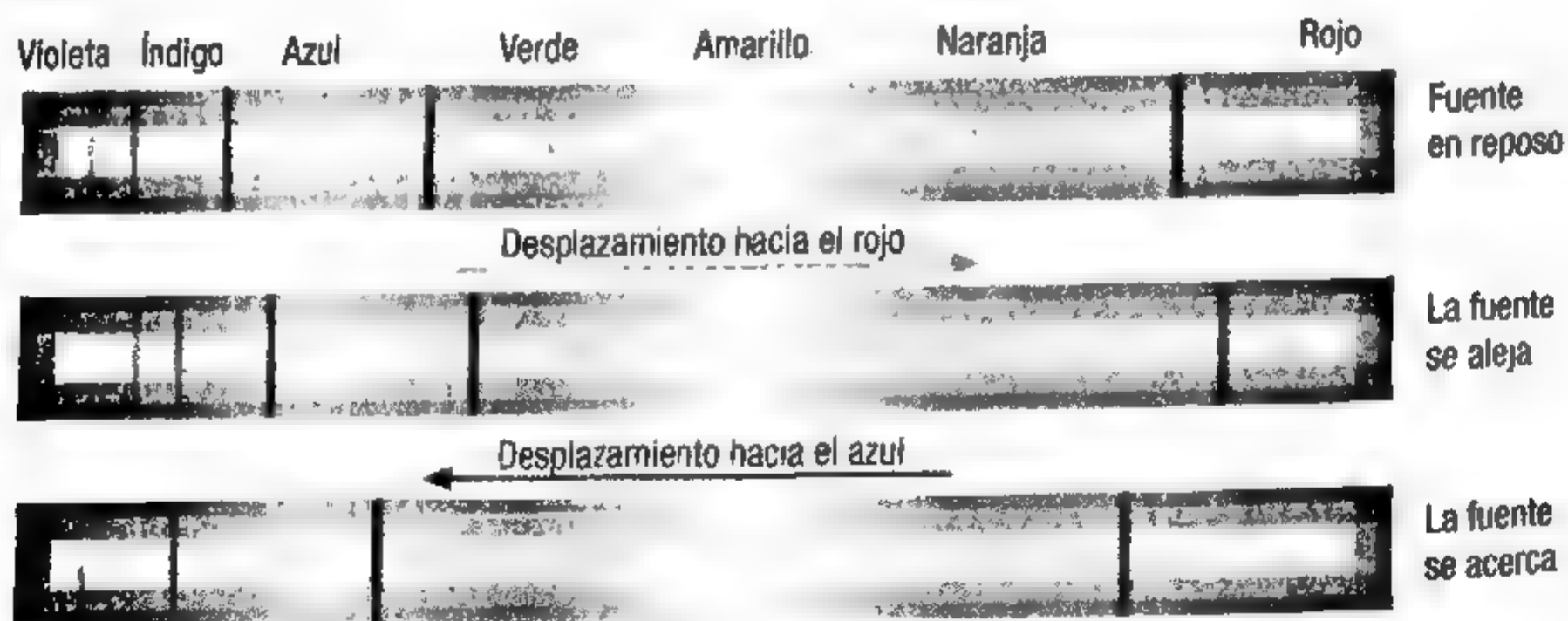
Las líneas oscuras observadas por Fraunhofer en el espectro solar no solo aportaron información valiosísima sobre la composición química de nuestra estrella sino que además permitieron su estudio a otros niveles hasta entonces fuera del alcance de los científicos. A saber, el Sol es un medio dinámico y la determinación de velocidades es esencial para su estudio. Christian Doppler (1803-1853) descubrió, para las ondas sonoras, el efecto que lleva su nombre en 1842. Su aplicación para las líneas espectrales fue inmediata: al igual que con el sonido, la luz presenta el mismo efecto al tener comportamiento ondulatorio. Concretamente, si un observador ve una fuente emisora de luz, en reposo, que emite a cierta frecuencia (esto es, en un color determinado), y esa fuente se pone en movimiento hacia el observador, este verá su luz con una frecuencia mayor (su color cambiará hacia

los azules del espectro). En caso contrario, si la fuente se aleja del observador, recibirá luz de frecuencia menor (y su color se habrá desplazado hacia el rojo). En términos de líneas espectrales veremos que se desplazan hacia los colores rojos, o azules, en función del movimiento relativo entre la fuente emisora y el observador (figura 2). Gracias a este efecto, se puede conocer la velocidad con que rotan los distintos puntos del Sol. Veamos el caso de la determinación de la rotación solar.

Situémonos con nuestro espectrógrafo en una zona del Sol, dada por sus coordenadas heliográficas de longitud y latitud (L , ϕ), calculadas de una manera análoga a las terrestres. Una línea de absorción, con una longitud de onda λ , sufrirá un desplazamiento hacia el azul, $\Delta\lambda$, si la zona que estamos observando se acerca a nosotros con una velocidad radial V_{LV} y hacia el rojo en caso contrario. Aplicando la clásica fórmula del efecto Doppler tendremos $V_{LV}/c = \Delta\lambda/\lambda$, siendo c la velocidad de la luz. Como se observa en la figura 3, la velocidad de rotación, V_{rot} , se obtiene entonces de la expresión $V_{LV} = V_{rot} \cdot \sin L \cdot \cos \phi$.

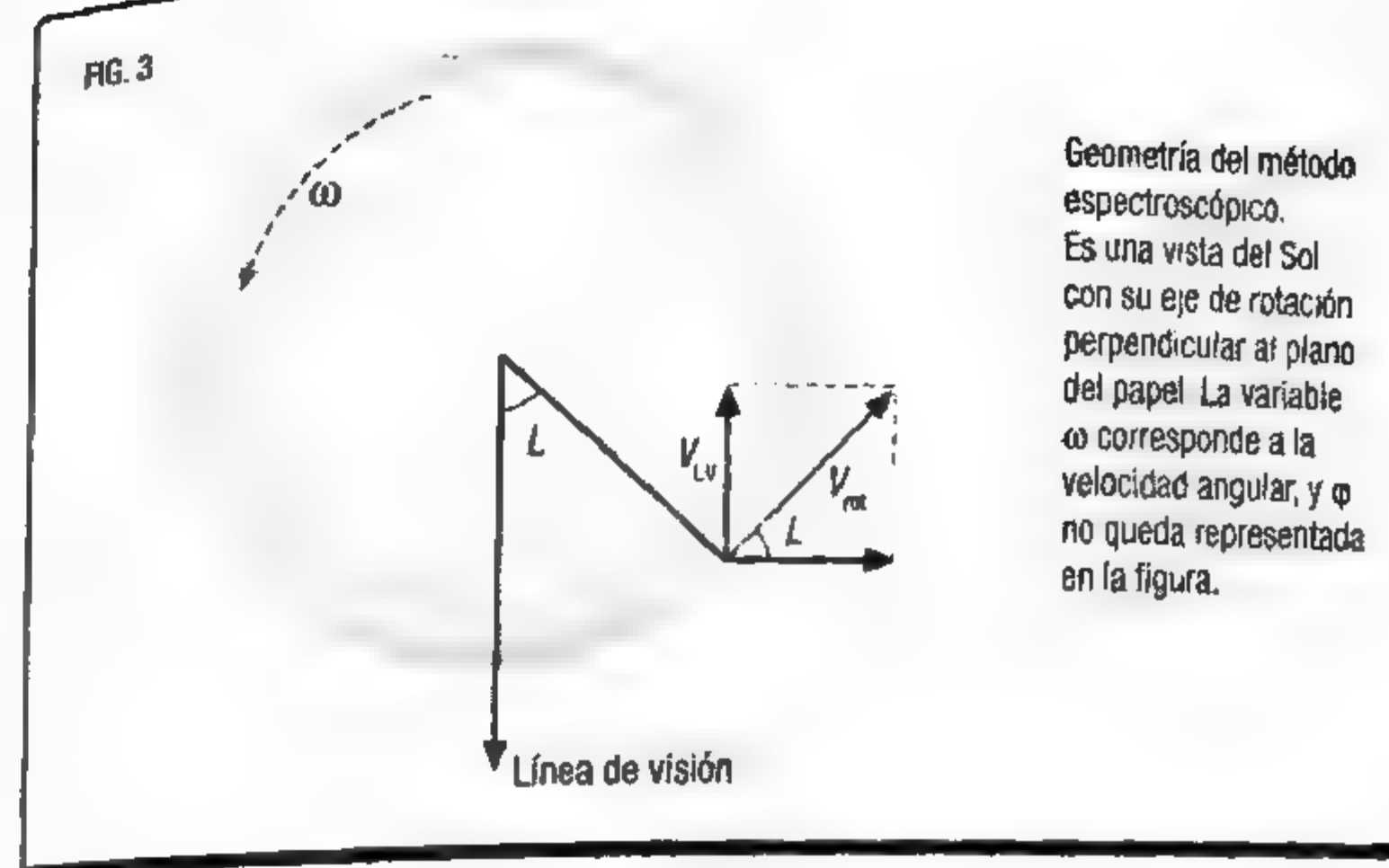
En muchos casos es esencial disponer de una longitud de onda de referencia a partir de la cual se mide el desplazamiento

FIG. 2



El espectro superior muestra las líneas de absorción cuando se observa una fuente emisora de luz en reposo. En los otros dos espectros, las mismas líneas se han desplazado conforme al movimiento relativo de la fuente y el observador.

FIG. 3



Geometría del método espectroscópico. Es una vista del Sol con su eje de rotación perpendicular al plano del papel. La variable ω corresponde a la velocidad angular, y ϕ no queda representada en la figura.

$\Delta\lambda$. Para ello se utilizan líneas espectrales que se originan en la atmósfera terrestre o en el laboratorio.

Otra forma de expresar la rotación solar es mediante la velocidad angular ω , medida en grados por día. De ella se obtiene fácilmente el periodo de rotación $T = 360/\omega$.

Las medidas tomadas desde la Tierra nos dan una rotación llamada *sinódica*. Ahora bien, nos encontramos en un observatorio móvil y sus dos principales movimientos, rotación y traslación, contribuyen a las medidas; por lo tanto, hemos de proceder a su corrección. Así tendremos el periodo de rotación *sidéreo*, medido con respecto a las estrellas fijas.

LA RADIACIÓN INFRARROJA SOLAR

Hacia 1800, el astrónomo británico de origen alemán William Herschel (1738-1822) observó que al pasar la luz a través de diversos filtros se transmitía una cantidad diferente de calor. Para verificarlo descompuso la luz en sus colores y colocó tres termómetros en las bandas del visible, y algunos más allá del rojo (infrarrojo) como referencia y control. Sorprendentemente descubrió que la temperatura aumentaba fuera de la zona de la luz

visible (figura 4). Fue el hallazgo de lo que él llamó «rayos caloríficos» y que hoy en día conocemos como *radiación infrarroja*. Diferentes experimentos demostraron enseguida que esta nueva clase de luz se comportaba igual que la radiación visible.

Puesto que se ha determinado que tenemos rayos caloríficos que no dan luz, puede llegar a ser un tema de investigación si algunos de estos rayos tendrían la capacidad de visualizar objetos, además de la que ya se encuentra establecida de calentar objetos.

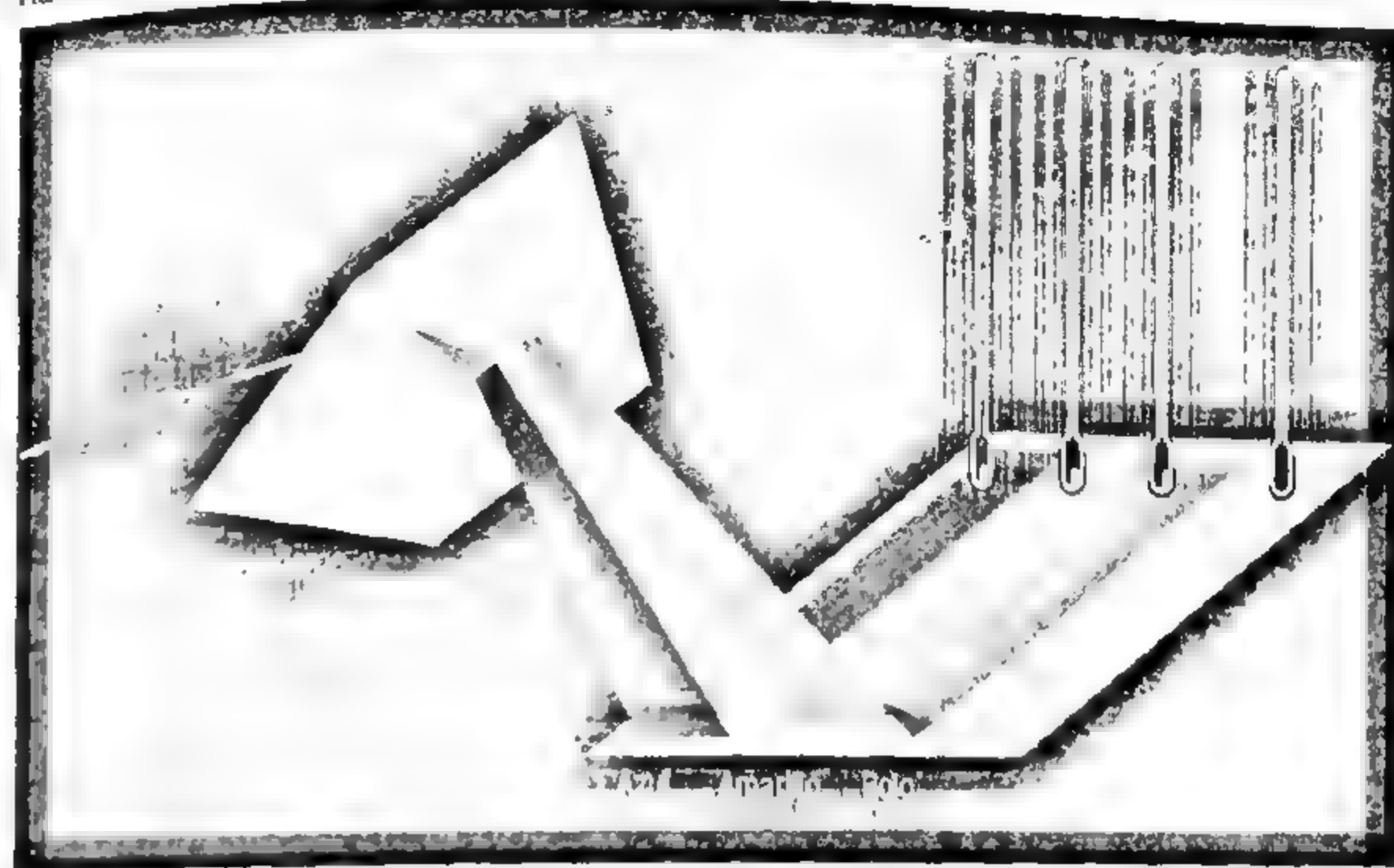
WILLIAM HERSCHEL

no (CO_2), el metano (CH_4) y el vapor de agua (H_2O). En palabras de Tyndall: «Comparando un simple átomo de oxígeno o nitrógeno con una molécula de vapor acuoso, la acción de esta última es 16000 veces más intensa que los primeros. Este fue un resultado sorprendente, que naturalmente provoca oposición basada en el rechazo filosófico de aceptar algo de consecuencias tan importantes antes de haberlo verificado en todos sus detalles». Sin embargo, al poco tiempo, medidas del espectro solar en esta zona del infrarrojo verificarían dichos experimentos.

Llegados a este punto debemos resaltar la figura de Samuel P. Langley (1834-1906) y su equipo de la Smithsonian Institution de Washington. Su principal logro fue el desarrollo del *bolómetro*, un sencillo aparato ideado para registrar la radiación. Basado en el hecho de que la resistividad eléctrica es función de la temperatura, el instrumento consistía en dos pequeños hilos metálicos colocados en dos brazos de un puente eléctrico de Wheatstone, un circuito cerrado formado por cuatro resistencias. Si uno de dichos elementos se expone a la radiación mientras el otro permanece a la sombra, la diferencia de temperaturas da lugar a un desequilibrio que permite la medida de la radiación incidente.

Joseph Fourier propuso, en 1824, que la temperatura de la Tierra se ve incrementada debido a que su atmósfera atrapa el calor, emitido por su superficie en forma de rayos caloríficos infrarrojos. Años después, en 1859, John Tyndall (1820-1893) presentó a la Royal Society una serie de experimentos que demostraban que la radiación de Herschel era absorbida por algunos componentes de la atmósfera terrestre, en concreto por moléculas como el dióxido de carbono.

FIG. 4



Esquema del experimento de William Herschel después de descomponer la luz con un prisma. El termómetro situado más allá del rojo, fuera de la zona del visible, indicó un mayor valor de temperatura.

Con dicho instrumento se desplazó al Monte Whitney (4421 m), la altura más notable de Estados Unidos tras el Denali (monte McKinley, Alaska), consciente de que así disminuiría la absorción de la atmósfera terrestre. Langley comentaba sus primeros registros de la siguiente forma:

Por algún feliz pensamiento empujé el indicador del instrumento en la región que se encontraba todavía más allá del rojo. En el tranquilo aire de esta región a gran altura, los rayos del Sol pasaban sin sufrir los impedimentos producidos por las nieblas de las zonas más bajas, y la curva de calor que había caído a cero empezó a subir de nuevo. Había algo allí. De repente, y sin esperarlo, encontré un nuevo espectro de gran extensión, completamente desconocido para la ciencia y cuya presencia se desvelaba gracias a un nuevo instrumento, el bolómetro.

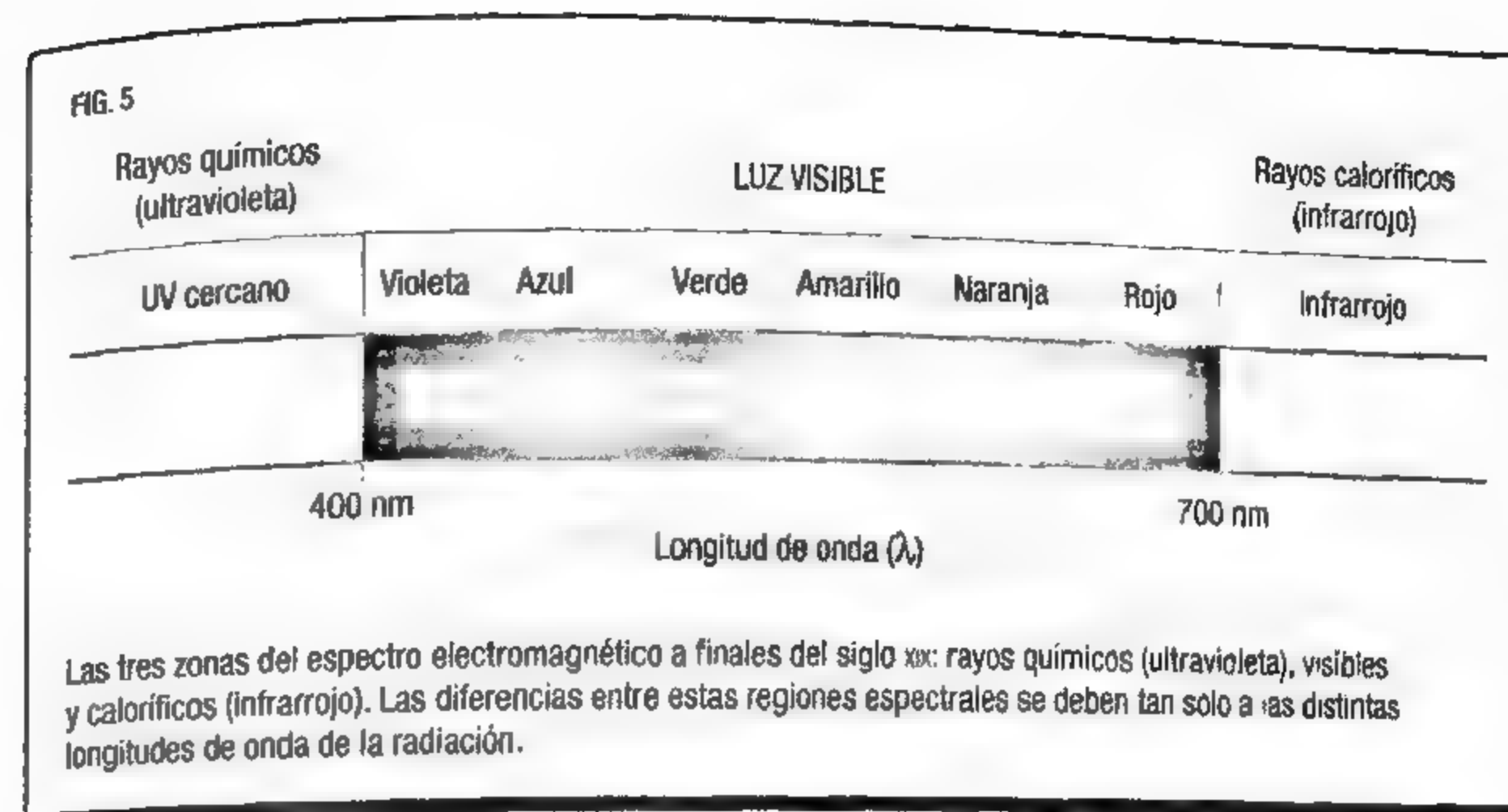
Esta nueva ventana para observar el universo iba a resultar decisiva para el estudio de los objetos fríos que habitan en él. Por lo que respecta a la física solar, numerosas bandas espectrales nos dan información sobre la existencia de moléculas en la superficie y en la atmósfera del Sol.

La mejora de los detectores en esta zona espectral ha sido muy importante en los últimos años, en gran parte debido al interés de las observaciones en otros campos, como el militar.

LA RADIACIÓN ULTRAVIOLETA

Johann W. Ritter (1776-1810) era lo que llamaríamos un filósofo de la naturaleza. Al conocer el resultado de Herschel con el infrarrojo pensó que, según un principio de dualismo y polaridad, tendría que haber también radiación al otro lado del violeta, es decir, en el *ultravioleta*. En 1801, anunció su descubrimiento, que confirmó dos años después. Para la descomposición de la luz utilizó un prisma de vidrio de Crown, de índice de refracción bajo, en lugar del clásico Flint, de índice de refracción alto. A continuación colocó cloruro de plata (AgCl) en diferentes partes del espectro solar con la intención de comprobar en qué medida se ennegrecía esta sustancia en función de los diferentes colores. Se encontró con que la luz azul era más eficiente en el ennegrecimiento que la roja, pero que la respuesta más fuerte se daba más allá del azul, en la región ultravioleta invisible al ojo humano, que definió entonces como «rayos químicos». Tendríamos así la simetría perfecta: ultravioleta, visible e infrarrojo (figura 5).

Verificada la existencia de dicha radiación (luz) en el laboratorio, algo debía de existir en la atmósfera terrestre que impidiese su observación desde la superficie. En marzo de 1839, el suizo Christian F. Schönbein (1799-1868) informó a la academia de Basilea del descubrimiento de un nuevo material producido en la electrólisis del agua y durante la oxidación lenta del fósforo blanco: el *ozono* (del griego *ozein*, «oler»). Esta característica ya era conocida por las tormentas y por las primeras máquinas eléctricas. Jöns J. Berzelius (1779-1848) sugirió a Schönbein que



el nuevo gas podría formarse a partir del oxígeno, lo cual se demostró pronto con ensayos de laboratorio. En 1858, el francés Auguste Houzeau (1829-1911) encontró ozono en el aire.

El 26 de noviembre de 1880, Walter N. Hartley (1846-1913) publicó una nota en la revista *Chemical News* en la que señalaba que el ozono de la estratosfera (entre 11 y 30 km) era el principal absorbente de la radiación ultravioleta. Sucesivos experimentos proporcionaron la información necesaria sobre el proceso.

Sin embargo, incluso en las cimas de las altas montañas se accedía tan solo al ultravioleta cercano. La única posibilidad para observar la radiación ultravioleta al completo era elevarse a las altas capas de la atmósfera mediante cohetes.

Después de la Segunda Guerra Mundial, un equipo del ejército estadounidense, liderado por el coronel Holger T. Toftoy (1903-1967), apresó al equipo de Wernher von Braun (1912-1977), unas 118 personas, y capturó una cantidad importante de material: unos mil cohetes de la serie V2. Estos fueron trasladados a la base de White Sands (Nuevo México) junto con gran parte del personal. La situación parecía muy prometedora para la investigación científica, sin las premuras de las influencias bélicas. Así le escribía Leo Goldberg (1913-1987) a Donald Menzel (1901-1976), dos prestigiosos astrofísicos:

Si alguien me preguntase si un desarrollo tecnológico podría, de golpe, volver obsoletos todos los libros de texto escritos de astronomía, estoy seguro que su respuesta y la mía serían la misma, a saber, la espectroscopia del Sol fuera de la atmósfera terrestre. [...] A mí no me gustaría nada más que estar relacionado con dicho proyecto, aunque eso significase afeitar mi cabeza y trabajar en una celda durante los siguientes diez o quince años.

Richard Tousey (1908-1997), del Observatorio Naval, diseñó un pequeño espectrógrafo, de 60 cm de altura, que instaló en el cono de un cohete V2. Después de varios intentos fallidos, el 10 de octubre de 1946 el cohete alcanzó los 173 km de altura, se recuperó la cápsula y al revelar la película fotográfica se comprobó que la radiación ultravioleta se hacía cada vez más visible conforme el cohete ganaba altura (figura 6).

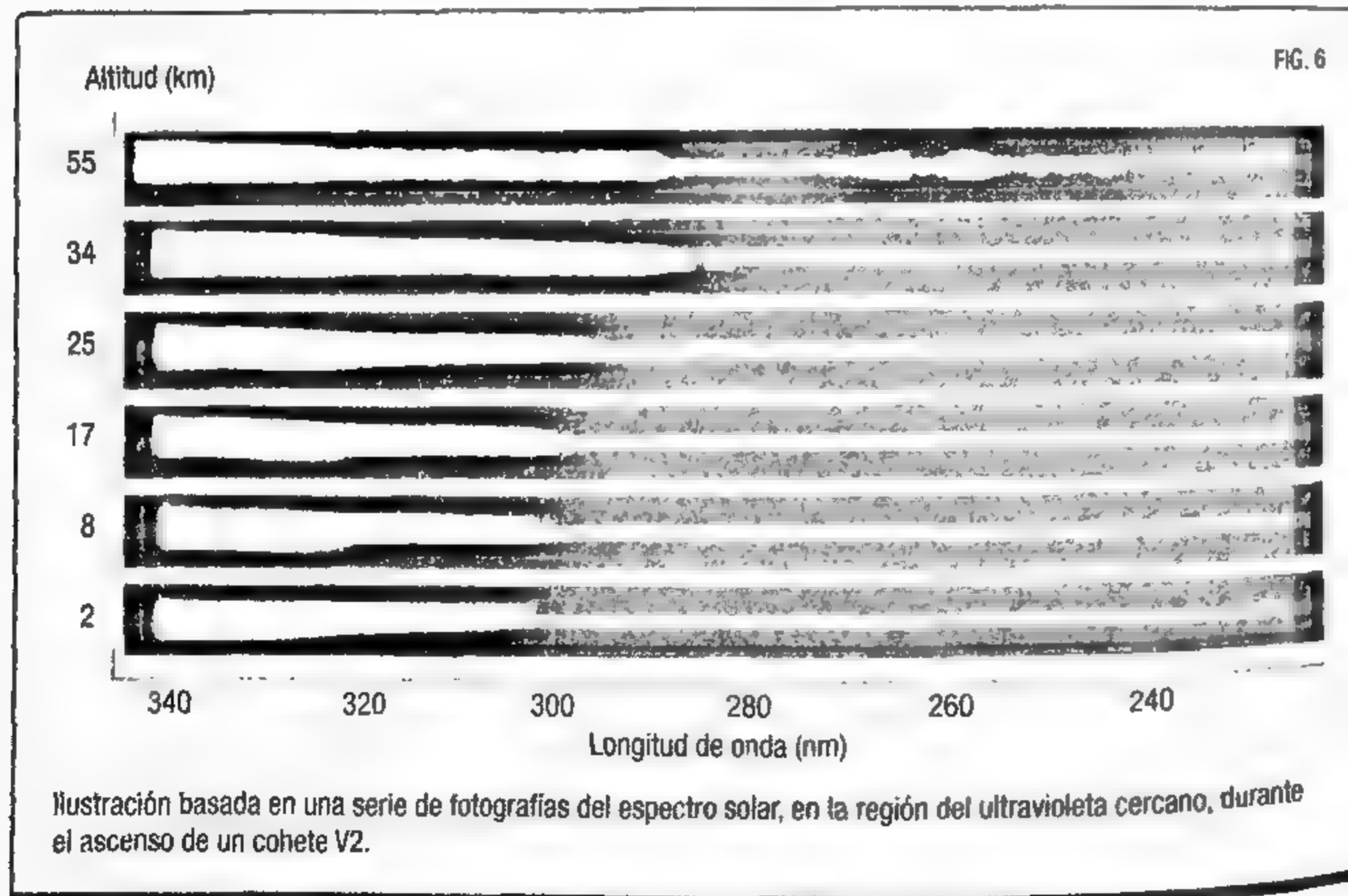
En una carta a Goldberg, el conocido astrofísico Henry N. Russell expresaba de esta forma su entusiasmo después de ver

las fotografías: «Estas fotografías del cohete son realmente fascinantes. Mi primera mirada a ellas me llevó a sentir que estaba viendo algo que ningún astrónomo podía esperar ver a menos que hubiera sido bueno y estuviera en el cielo».

Un paso decisivo en el estudio de la radiación ultravioleta solar lo dio el mismo Goldberg cuando llegó al Departamento de Astronomía de la Universidad de Harvard. Bajo su dirección se lanzaron una serie de seis satélites del programa OSO (*Orbiting Solar Laboratory*) con la misión de estudiar con detalle esta región del espectro. Todos estos descubrimientos necesitaban encajarse dentro de una ley general de la física. Ello llevó a una forma nueva de entender el universo.

La percepción del olor característico que emana del oxígeno expulsado electroquímicamente fue una mera coincidencia, pero lo que siguió a esta primera observación casual ya no puedo atribuírselo a una mera coincidencia.

CHRISTIAN FRIEDRICH SCHÖNBEIN EN UNA CARTA
A JUSTUS VON LIEBIG



La ley de Planck

Ya entrados en la segunda mitad del siglo XIX, Kirchhoff había formulado el concepto de cuerpo negro, demostrando que la relación entre la absorción y la emisión de radiación por un cuerpo dependía de la temperatura y de la longitud de onda de la radiación. Los datos experimentales y las predicciones de la teoría coincidían aproximadamente en la zona del infrarrojo, pero el desacuerdo en el ultravioleta era clamoroso. La aplicación del concepto clásico de equipartición de energía por lord Rayleigh (1842-1919) y James Jeans (1877-1946) no funcionaba con la radiación. Por otro lado, una ley empírica desarrollada por Wilhelm Wien (1864-1928) que permite conocer la longitud de onda del pico de emisión del cuerpo negro a temperatura T , funcionaba en el ultravioleta pero no en el infrarrojo.

Hubo que esperar a que Max Planck (1858-1947) anunciase, el 14 de diciembre de 1900 en una reunión de la Sociedad Alemana

de Física, que la luz estaba compuesta de paquetes de energía, que fueron llamados posteriormente *fonones*, con una energía que era proporcional a la frecuencia de la luz. Dicha afirmación resolvía también una larga discusión sobre si la luz era un corpúsculo o una onda. En palabras del propio Planck en una carta a Robert Wood en 1937: «Resumido brevemente, se puede describir lo que hice como un acto de desesperación. Por naturaleza soy pacífico y rechazo toda aventura dudosa...». Conforme a la ley de Planck, cuando calentamos un cuerpo, la radiación se va emitiendo a longitudes de onda cada vez más cortas (figura 7). Fue un descubrimiento vital para entender el universo y, por supuesto, nuestra

estrella. Dada la temperatura que estimamos para la superficie del Sol, unos 5700 grados, la mayor parte de la luz que nos llega se encuentra en la zona visible y con el pico situado en el color amarillo. No es ninguna casualidad que la mayor parte de la radiación solar caiga en la zona de sensibilidad de nuestros ojos.

La exploración de la radiación solar no había terminado. Todavía quedaban sorpresas por llegar en los extremos del espectro electromagnético.

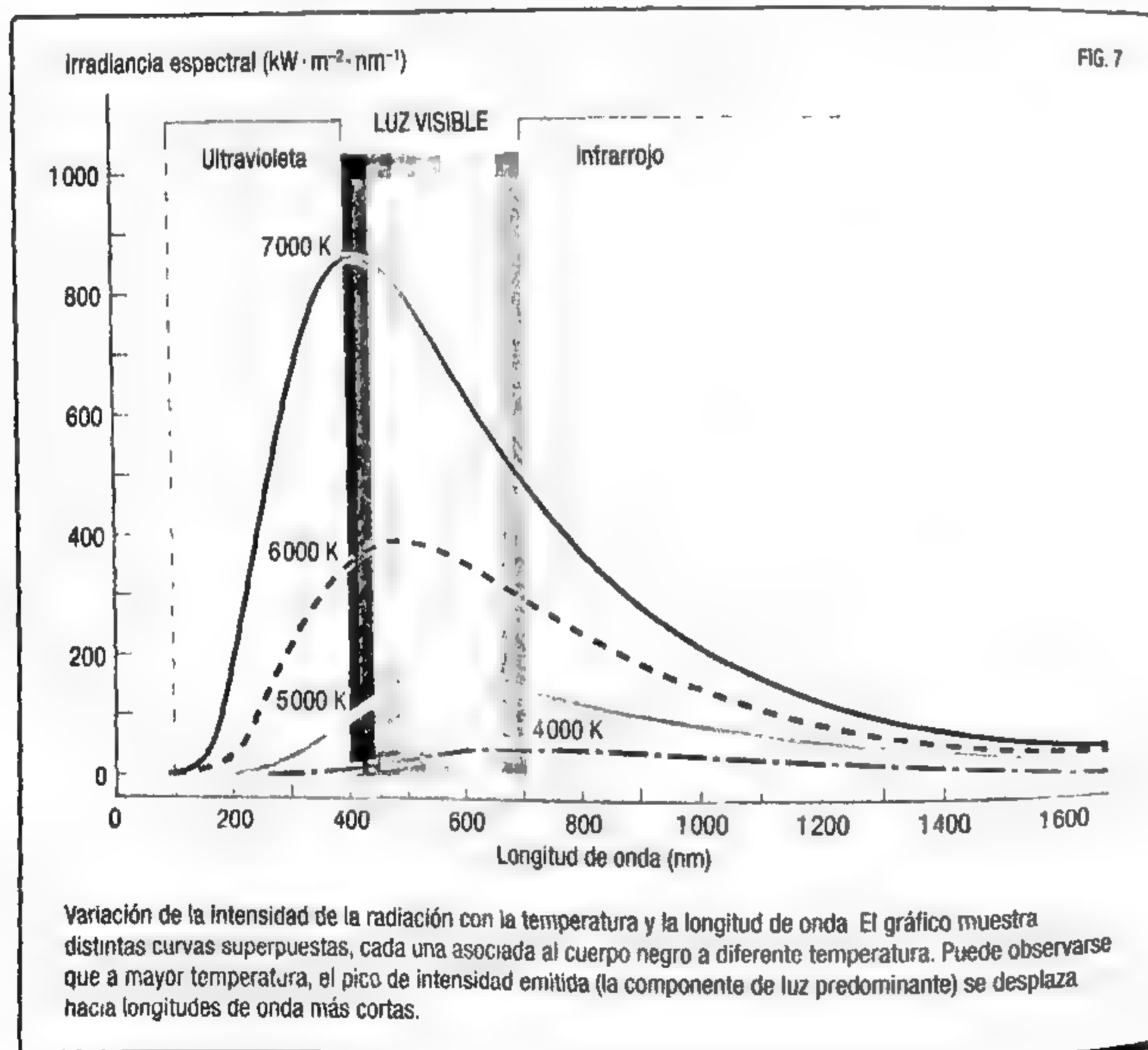
LOS RAYOS X

El 8 de noviembre de 1895, el profesor prusiano Wilhelm Röntgen (1845-1923) se encontraba en su laboratorio. Había recubierto con un papel negro un aparato que utilizaba para estudiar fenómenos eléctricos y de pronto comprobó que en una mesa cercana unos cristales de cianuro de bario empezaban a brillar. Lo que emanaba del citado instrumento impresionaba las placas fotográficas y la fluorescencia concluía al desconectar el aparato. Era el descubrimiento de una nueva zona del espectro: *los rayos X*. El camino para su observación en el Sol iba a ser más complicado que con la radiación ultravioleta.

Experimentos de laboratorio, llevados a cabo en 1906 por Theodore Lyman (1874-1954), habían concluido que el principal absorbente de los rayos X era el oxígeno molecular, muy abundante en la atmósfera terrestre. Como ocurría con el ultravioleta, para su detección se iba a necesitar tener acceso a las capas altas de la atmósfera o incluso al espacio exterior.

Además, se planteaba el problema de cómo formar una imagen del Sol en rayos X, dado que los sistemas ópticos convencionales, lentes y espejos, no funcionaban en esta zona del espectro. Hans Wolter (1911-1978) propuso, en 1952, tres configuraciones de espejos, en las que los rayos X incidían sobre estos con ángulos muy pequeños, pudiendo así diseñar tres tipos de telescopios para rayos X.

El 12 de octubre de 1958 se lanzaron cuatro cohetes Nike-Asp, en diferentes fases de un eclipse solar, desde el portahelicópte-



ros Point Defiance. Todos ellos llevaron una cápsula con detectores de rayos X a una altura de 240 km. Uno de ellos consiguió una imagen antes de la totalidad. Se comprobó que un 15% del flujo de rayos X permanecía durante la ocultación del Sol, lo cual indicaba un origen de estos rayos en las capas solares exteriores no eclipsadas.

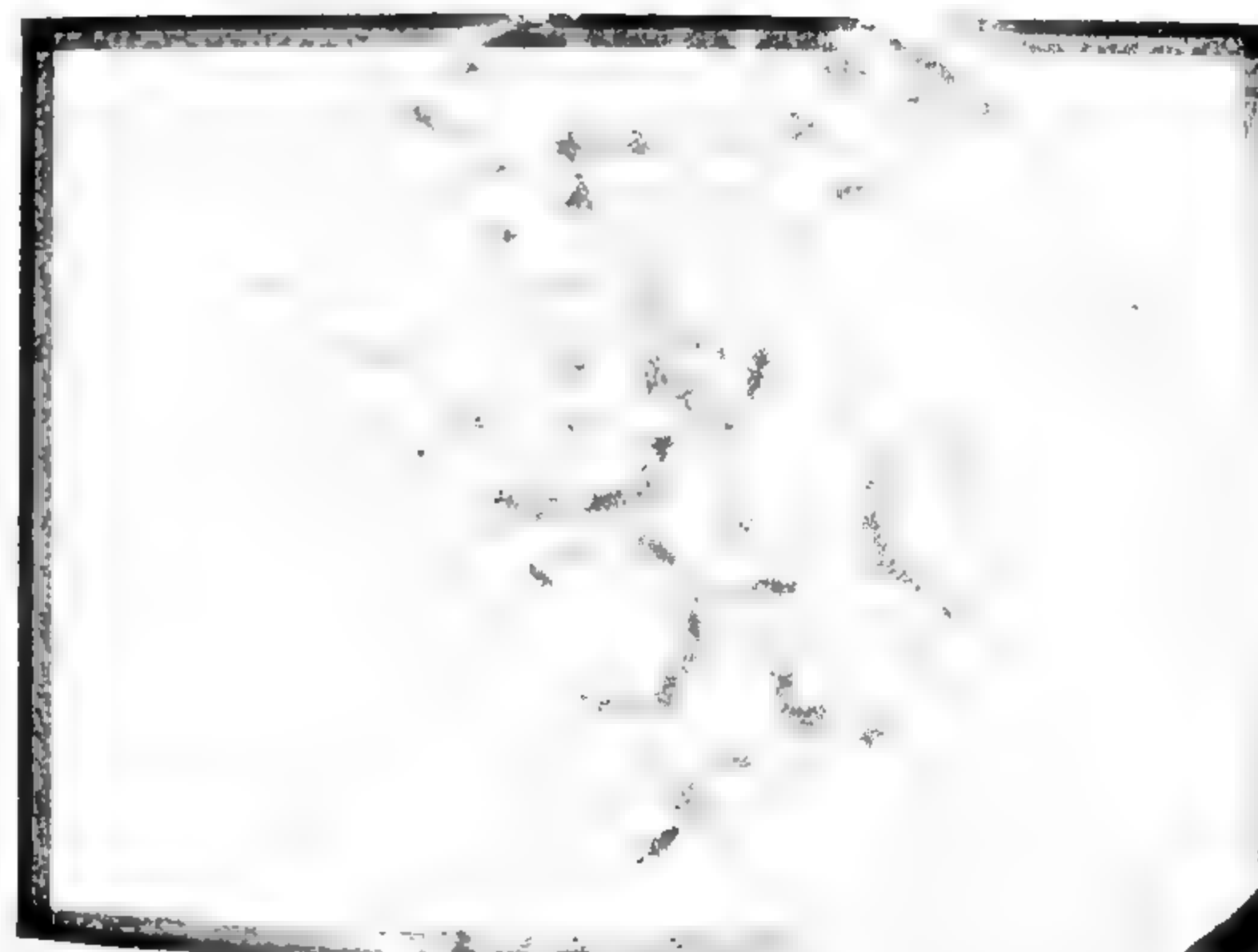
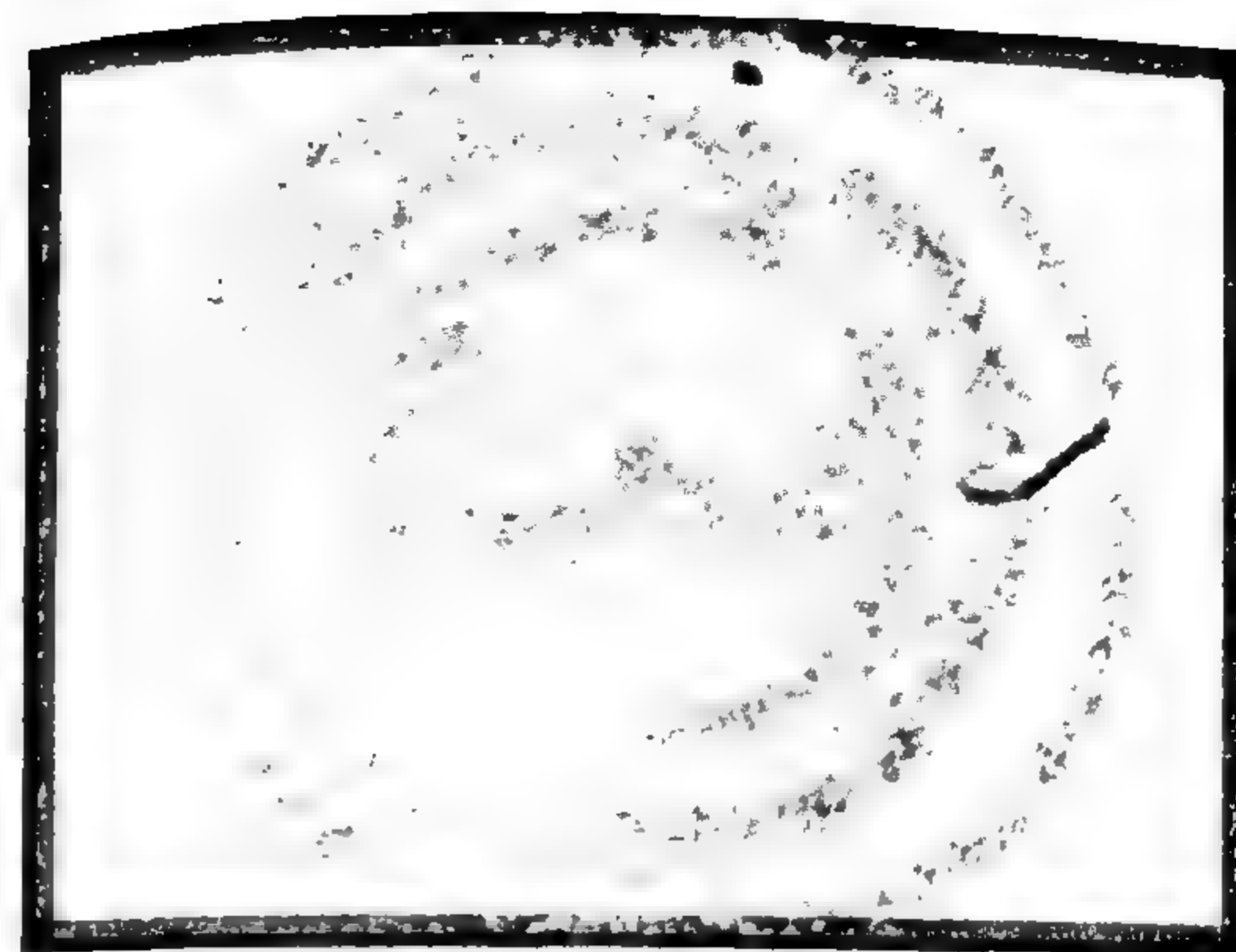
El 19 de abril de 1960, el equipo de Herbert Friedman (1916-2000), del Naval Research Laboratory, obtuvo desde las cámaras de a bordo de un cohete sonda Aerobee, lanzado desde la base de White Sands (Nuevo México), la que se considera la primera imagen del Sol en rayos X con una resolución angular de un minuto de arco (véase la imagen superior de la página contigua).

El siguiente paso se dio con el programa Skylab, la primera estación espacial de la historia. Tres misiones volaron durante los años 1973 y 1974. Entre los instrumentos de a bordo destacaba un telescopio que obtenía imágenes del Sol en rayos X con regularidad (véase la imagen inferior de la página contigua).

LAS ONDAS DE RADIO

Los trabajos experimentales de Michael Faraday (1791-1867) y los teóricos de James Clerk Maxwell (1831-1879) conducían a pensar que los fenómenos electromagnéticos se manifestaban mediante ondas y que la luz era identificada con tales ondas. La electricidad y la óptica se unificaban, abriendo un campo nuevo para su observación y producción.

En 1885, Heinrich Hertz (1857-1894) realizó un experimento para comprobar dichas predicciones. Para ello diseñó un circuito oscilatorio con dos tramos de alambre de 2 mm de diámetro y 150 cm de longitud, el oscilador. En cada uno de sus extremos había una esfera de cinc de unos 30 cm de diámetro junto a dos esferillas de latón. Alimentado el circuito por una bobina inductora, una brecha cerca de las esferillas permitía la aparición de una descarga. Como detector se utilizó un simple anillo con una abertura situado a cierta distancia. Hertz pudo comprobar, en su detector, que efectivamente la perturbación electromagnética de



Dos imágenes del Sol en rayos X. La de arriba, que se remonta a 1960, fue la primera que se obtuvo; la inferior fue tomada en 1973 desde el Skylab, la primera estación espacial estadounidense.

la descarga se había propagado por el espacio, por lo que pudo verificar la existencia de las ondas predichas por Maxwell. Al ver sus resultados Hertz comentaba: «Aquí tenemos estas misteriosas ondas que no podemos ver con el ojo. Pero están ahí». Preguntado por la repercusión de su experimento respondió: «Estimo que ninguna».

Recientemente hemos encontrado algo notable en la transmisión de radio de alta frecuencia [...] que implica al hemisferio iluminado de la Tierra y no al oscuro. Parece depender de alguna emanación solar que dura tan solo unos pocos minutos.

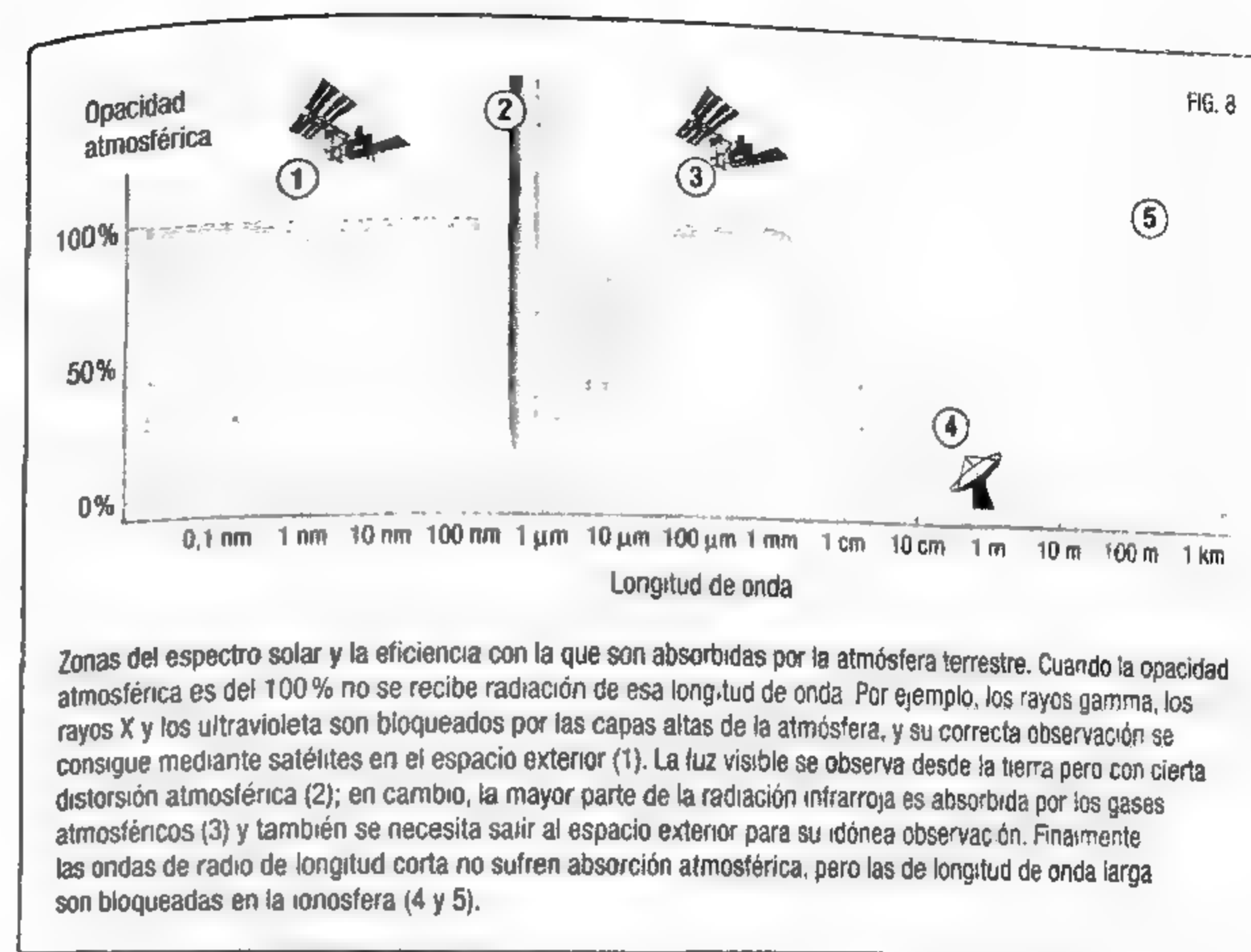
JOHN H. DELLINGER, 30 DE AGOSTO DE 1935

detectaba nada cuando se observaba nuestra estrella. Hubo que esperar al 27 de febrero de 1942, para que el británico James S. Hey (1909-2000) lo lograra utilizando equipos de radar. Estudiando posibles interferencias externas en los equipos de radio, encontró que la mayor causa de tales perturbaciones procedía del Sol.

Después de la Segunda Guerra Mundial, los radares militares se fueron transformando en radiotelescopios de uso pacífico, y este fue también el caso de las observaciones solares. Australia y Gran Bretaña fueron los países líderes en la investigación de la emisión solar en radio, a los que se fueron uniando otros avanzados tecnológicamente.

Llegados a este punto, se concluye que de nuestra estrella recibimos luz caracterizada por diferentes longitudes de onda o frecuencias. Desafortunadamente para la astronomía, pero por fortuna para los seres vivos, la mayor parte de ella es absorbida por la atmósfera terrestre. En la figura 8 se muestra la opacidad de nuestra atmósfera para la radiación, en distintas lon-

Sin embargo, ingenieros como Guglielmo Marconi (1874-1937) y Nikola Tesla (1856-1943) le llevaron pronto la contraria. Había nacido la época de las comunicaciones por el aire sin necesidad de hilos. Fueron ingenieros los primeros que realizaron observaciones, mientras que el interés científico no parecía claro. Hacia 1930, Karl Jansky (1905-1950) encontró un exceso de ondas de radio en una fuente desconocida procedente de fuera del sistema solar, pero no se



gitudes de onda, que nos llega del Sol. El estudio exhaustivo de toda esa radiación significó un aporte sustancial para el conocimiento profundo de nuestra estrella e incluso para comprender nuestro entorno. A pesar de ello, las ventanas para la observación solar no se iban a cerrar con el espectro electromagnético.

EL VIENTO SOLAR Y LOS RAYOS CÓSMICOS

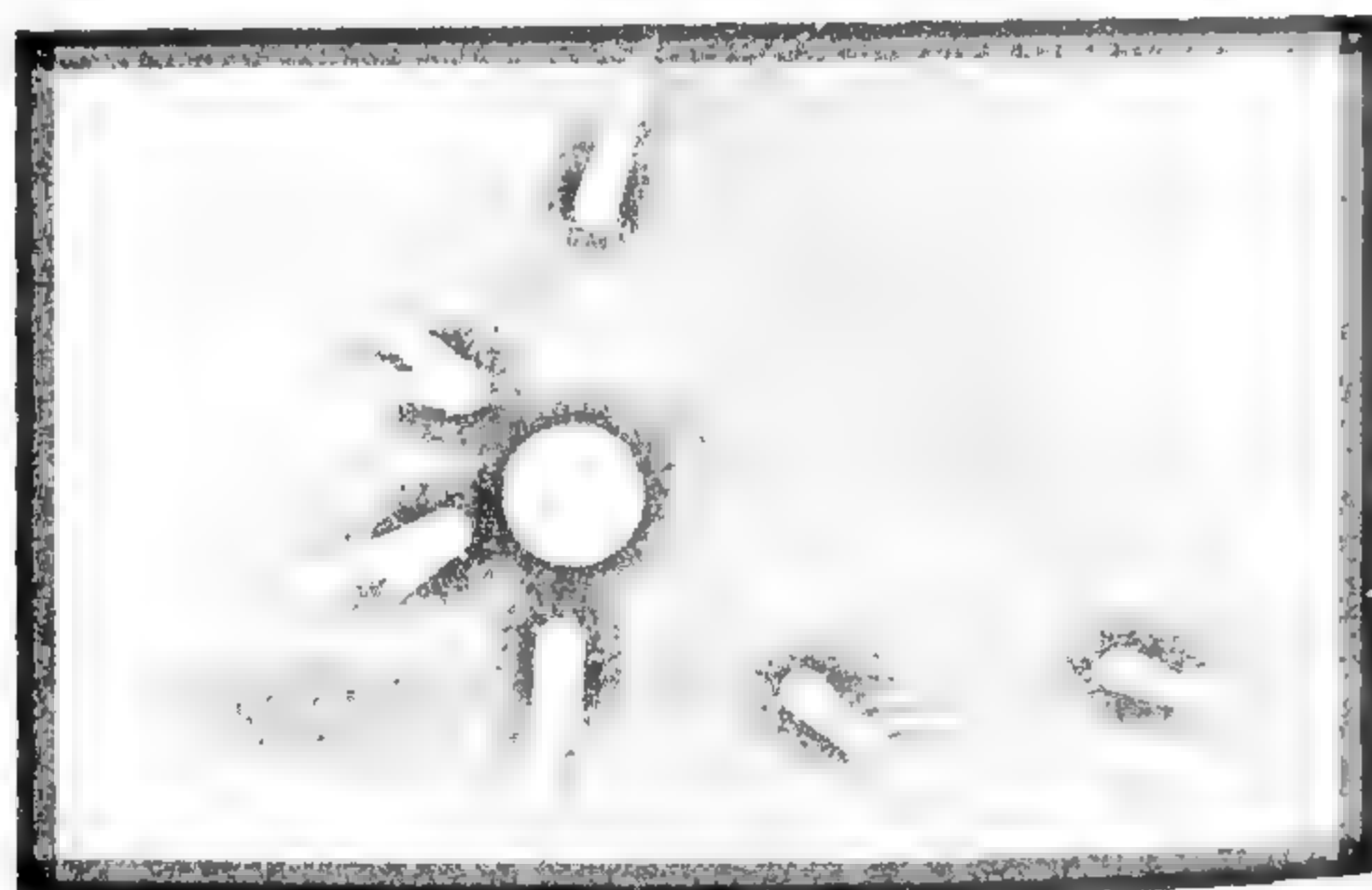
Tendrían que pasar unas cuantas décadas del siglo xx para que se pusiese en evidencia la otra forma que tiene el Sol de interactuar con su entorno: no a través de la luz en sus diferentes frecuencias sino mediante el flujo de material expulsado de sus capas externas. El alemán Ludwig Biermann (1907-1986) había lanzado, en 1951, la hipótesis de la existencia del *viento solar* observando una de las dos colas de los cometas que, en lugar

de acompañar su movimiento, siempre se orientan en dirección contraria al Sol (figura 9). Sus cálculos caracterizaban a ese viento con velocidades de entre 500 y 1 000 km/s, con una densidad de entre 100 y 1 000 partículas/cm³ a la altura de la Tierra.

En la década de 1950, Eugene Parker, de la Universidad de Chicago, se puso a trabajar en el enfoque teórico del problema. La solución de las ecuaciones de su modelo dinámico demostraba claramente la existencia de un flujo continuo de partículas procedente del Sol. Su modelo no fue muy bien recibido, entre otras razones porque una de las opciones predecía velocidades supersónicas del viento a la altura de la Tierra. Las observaciones dirían la última palabra.

La carrera espacial se había iniciado con el lanzamiento del Sputnik I, el 4 de octubre de 1957, y uno de los primeros objetivos científicos fue tratar de detectar el viento solar. Los Lunik I y II soviéticos llevaban detectores para captar iones presentes en el viento, y aunque el primero falló, los resultados del segundo fueron satisfactorios. En palabras de Konstantin I. Gringauz, jefe

FIG. 9



Debido al viento solar, una de las colas del cometa siempre se orienta en dirección contraria al Sol.

del proyecto, «la emisión corpuscular del Sol había sido observada en el espacio interplanetario, fuera del campo magnético terrestre».

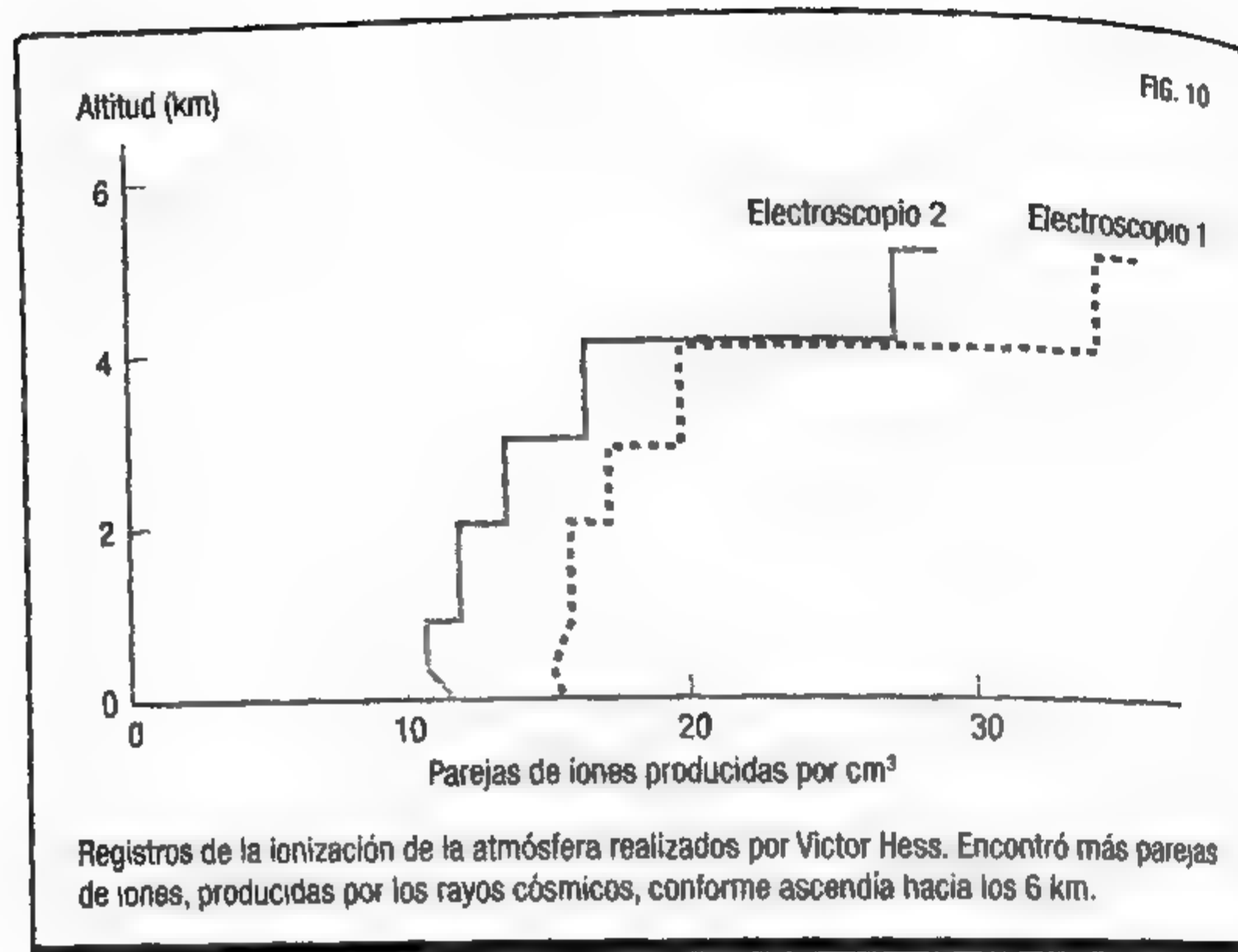
Los estadounidenses disponían de mejores detectores y también los habían colocado en sus satélites. El Explorer X consiguió datos en el borde mismo de la zona de influencia del campo magnético terrestre. Aunque con bastantes dudas, parecía confirmarse también la existencia del flujo de partículas, que serían protones, electrones, partículas α (núcleos de He⁴) y algunos iones de elementos pesados.

La comprobación final vino de la nave Mariner 2 en su camino a Venus en diciembre de 1962. El instrumental de a bordo de dicha nave indicó que existían tanto corrientes lentas (de 300 a 400 km/s) como rápidas (de 500 a 800 km/s), con una baja densidad de partículas. Estas últimas se iban alternando a intervalos de 27 días, coincidentes con el periodo de rotación solar, lo cual parecía indicar que el origen de tales cambios se encontraba en el Sol. En nuestros días, distintos satélites miden el viento solar a diferentes distancias entre el Sol y la Tierra: el flujo y la energía de las partículas solares.

Ahora bien, la Tierra no solo recibe un flujo de partículas cargadas de nuestro Sol: otras partículas extrasolares fueron descubiertas el 7 de agosto de 1912 por el austriaco Victor Hess (1883-1964), cuando ascendiendo con un globo hasta cinco kilómetros de altura, para su sorpresa, midió que la ionización del aire aumentaba conforme accedía a capas más altas (figura 10). Sus medidas fueron confirmadas en los años siguientes por Werner Kohlhörster (1887-1946). Al principio se pensó que era alguna otra forma de radiación, y de ahí su denominación como rayos cósmicos, pero enseguida se comprobó que se trataba de partículas cargadas al ser influidas por el campo magnético terrestre.

La mayor parte de los rayos cósmicos tiene energías de entre 100 MeV y 10 GeV, que para los protones corresponden a velocidades de entre el 43% y el 99,6% de la velocidad de la luz, respectivamente. Es decir, que en promedio son más energéticos que sus correspondientes partículas solares, mientras que su flujo es mucho menor debido a la mayor proximidad del Sol.

La superficie del Sol



Cuando estas partículas de alta energía entran en la atmósfera terrestre sufren colisiones con los átomos de las capas altas, dando lugar a toda una lluvia de partículas secundarias, que son las que se detectan en la superficie terrestre. Conforme se va penetrando en la atmósfera, mayor será la contribución de estas partículas secundarias, llegando al máximo en la estratosfera.

La fotosfera es la capa que compone la superficie del Sol, desde la cual la energía generada en su interior se transporta hacia el medio interplanetario. Por muy lisa que parezca, en realidad presenta extensas zonas oscuras y brillantes, junto con una textura granulada.

El Sol se nos presenta como un objeto extenso, por lo que es posible estudiar diferentes partes de su superficie. Una primera circunstancia que llama la atención al observar un poco más detenidamente dicha superficie es que su brillo va descendiendo hacia el borde. Si se considera un efecto puramente geométrico, este hecho observacional simple significaría que, al menos en la fotosfera, la temperatura desciende con la altura, dándonos una primera característica solar.

Dos estructuras destacan sobre la superficie solar: las *manchas* y la *granulación*. Los campos magnéticos y la convección son, respectivamente, los procesos que las controlan. Debido a su mayor tamaño y contraste, las manchas son más sencillas de observar, por lo que fueron las primeras en ser detectadas y estudiadas.

El mayor detalle que podemos observar en la superficie solar está marcado por la *resolución espacial*, es decir, por la mínima distancia entre dos zonas que podemos distinguir. La difracción de la luz es el primer límite óptico que hay que considerar. Lord Rayleigh estableció un criterio según el cual la distancia angular mínima que se puede resolver era proporcional a λ/D ,

siendo λ la longitud de onda de la luz, y D , el diámetro del colector de luz.

La situación para la observación solar se complica un tanto más, ya que no solo se trata de distinguir entre dos estructuras sobre un fondo oscuro, como dos estrellas, sino conseguir que estas tengan un contraste suficiente para ser observadas.

Existen varios factores que contribuyen a la pérdida de contraste. Por ejemplo, las observaciones del Sol practicadas desde la superficie terrestre ofrecen una imagen que se ve emborronada por la *turbulencia atmosférica*. Es como si diferentes lentes se fueran insertando en nuestra línea de visión. Para evitar este efecto cerca del suelo, los telescopios solares se instalan en altas torres pintadas de blanco reflectante para evitar su calentamiento. Todavía más importante es escoger un lugar donde las perturbaciones sean mínimas a lo largo de toda la troposfera. Newton también fue pionero en este sentido, como puso de manifiesto en su obra *Optiks* (Libro I):

Grandes telescopios pueden causar que los objetos parezcan más grandes y brillantes que cuando son observados con los telescopios más pequeños, pero en ningún caso puede evitarse la confusión de los rayos que se originan por los temblores de la atmósfera. El único remedio es un aire más sereno y tranquilo, como el que quizá puede encontrarse sobre la cima de las altas montañas que se sitúan sobre las nubes.

En nuestros días esta predicción se ha comprobado de forma clara. En particular, para las observaciones solares los mejores observatorios se encuentran en las cumbres canarias (Tenerife y La Palma) y en las de Hawái.

Las exigencias de las observaciones solares no terminan aquí. Cuando hablamos del experimento de Newton ya apuntamos la necesidad de aislar rangos de longitud de onda cada vez más pequeños ($\Delta\lambda$) del espectro electromagnético. El cociente $\lambda/\Delta\lambda$ nos habla de la *resolución espectral* de las observaciones que puede llegar a ser superior a un millón.

La superficie del Sol y su atmósfera son dinámicas, variando en ocasiones a escalas por debajo del segundo, cuyo límite viene marcado por la *resolución temporal* de nuestras observaciones.

La obtención de secuencias temporales exige la acumulación de una gran cantidad de datos que luego se necesita procesar. Uno de los retos actuales pendientes de resolver es cómo hacer compatible la cantidad de datos acumulados y la capacidad de los ordenadores para analizarlos.

En principio podemos pensar que si algo sobra para las observaciones solares es luz, lo que resulta cierto para la mayor parte de ellas. Sin embargo, imaginemos que planeamos

una observación que requiere alta resolución espacial, espectral y temporal. Más concretamente, queremos investigar un cuadrado de 0,33 segundos de arco de lado (unos 250 km sobre el Sol) con un telescopio de 60 cm de abertura, una $\Delta\lambda$ de una milésima de nanómetro situada a una longitud de onda de 500 nm, y un tiempo de exposición de un milisegundo. Contando que la eficiencia de la óptica y del detector sea del orden del 1% (solo 1 de cada 100 de los fotones que inciden se transforma en corriente eléctrica que podrá ser medida), se recibirán solamente 400 fotones, o sea fundamentalmente «ruido». No queda otra solución que recurrir a telescopios mayores.

Observar el Sol a través de un telescopio es como si un pez en el fondo de un río tratase de estudiar las plumas de un ave que volase por encima del agua. Nuestra atmósfera distorsiona la imagen tanto como lo haría la superficie del río.

CRAIG DEFoREST

MANCHAS OBSERVADAS A SIMPLE VISTA

El primer «instrumento» del que se dispuso para formar una imagen del Sol fue la retina del ojo humano, con un tamaño de unos 8 mm. El brillo solar no permite escudriñar lo que hay en su superficie, si bien existen diferentes circunstancias que consienten su observación sin mayores problemas: el atardecer, en días brumosos, a través del humo procedente de un incendio,

LOS OBSERVATORIOS SOLARES DE CANARIAS

Karl-Otto Kiepenheuer (1910-1975) es uno de los físicos solares que merece una especial mención. Su gran pasión fue abrir nuevas y mejores ventanas para la observación solar, hecho que le llevó a sobreponerse a múltiples dificultades a lo largo de su vida profesional. Realizó sus estudios universitarios en Berlín, de 1929 a 1933, y se doctoró en 1935. Su primer interés fue medir la radiación ultravioleta utilizando globos a 30 km de altura, pero el inicio de la Segunda Guerra Mundial le impidió concluir su proyecto. Ya en el conflicto, siendo oficial del ejército alemán, tampoco tuvo éxito en su idea de utilizar un cohete V2 con tal propósito. Mejor resultado tuvo su propuesta de crear una red de observatorios para estudiar la influencia del Sol en las comunicaciones. Los observatorios alemanes Schauinsland, Zugspitze y Wendelstein, el austriaco Kanzelhöhe y el italiano de Siracusa en Sicilia trabajaron activamente en el campo de las interacciones del Sol con la Tierra. En 1943 fue nombrado director del Instituto Fraunhofer en la ciudad alemana de Friburgo, cerca de la Selva Negra. Al final de la guerra, tuvo la suerte de que la ciudad cayese en manos de las tropas francesas. Lo que pudo haber sido el final de su carrera, se convirtió en triunfo, ya que la figura de Kiepenheuer había sido esencial para que, durante la ocupación alemana, el observatorio francés de Pic du Midi prosiguiera su actividad. Nombrado de nuevo director en 1948, sus excelentes contactos le permitieron iniciar su nuevo sueño: encontrar un lugar idóneo en Europa para la observación solar. Desde 1968 estas actividades se realizaron bajo la coordinación JOSO (*Joint Organization for Solar Observations*), entidad que se fundó, un año antes, con el objetivo de encontrar ese lugar idóneo, con Kiepenheuer como su presidente.

Por encima de las nubes

Las celdas turbulentas de la atmósfera se interponen en la línea de visión del Sol, actuando como pequeñas lentes con diferentes índices de refracción; el resultado final es un emborronamiento de la imagen. Midiendo la distribución, con la altura, de las fluctuaciones de temperatura tendremos un registro de la posible calidad de las imágenes obtenidas en un observatorio solar. El trabajo de JOSO fue un ejemplo de la utilización del método científico. Las observaciones condujeron a un cambio radical en el enfoque de la elección para un buen emplazamiento, desde pequeñas islas en el Mediterráneo a altas montañas en islas grandes del Atlántico, como Tenerife y La Palma, donde en la actualidad diversos telescopios solares son testigos de que algo se hizo bien. El 20 de febrero de 1971, Kiepenheuer visitó Tenerife y aquellos días marcaron un cambio decisivo en el devenir de la astronomía solar. Además de numerosas mediciones desde tierra con pequeños telescopios o con diferentes sensores meteorológicos, una avioneta llevó a cabo, en 1972, numerosos sobrevuelos de los actuales observatorios de Izaña (Tenerife), Roque de los Muchachos (La Palma) y la cima del volcán Teide, posibilitando una cobertura casi completa de las islas Canarias. El mejor en los registros, la cima del volcán Teide, se descartó por motivos logísticos y ecológicos.

El final de una vida dedicada al Sol

En 1975 Kiepenheuer viajó a Palestine (Texas) para asistir al lanzamiento de un globo estratosférico, el *Spektrostratoskop*, a bordo del cual un telescopio de 32 cm obtuvo, el 17 de mayo,

una excelente serie de imágenes y espectros de la superficie solar. Después del exitoso vuelo y, aunque ya había sido advertido de posibles problemas cardíacos al subir a zonas de altura, no dudó en desplazarse a la Baja California para conocer el Observatorio de San Pedro Mártir, un lugar que prometía para la astronomía. Allí le falló su corazón y terminó una vida plena, llena de empuje y logros científicos. El Instituto Fraunhofer, que dirigió durante varias décadas, lleva ahora el nombre de su fundador.



Telescopios solares en el Observatorio del Teide (Tenerife), instalados siguiendo las líneas establecidas por JOSO en la década de 1970 con la coordinación y guía de K.O. Kiepenheuer (arriba). De derecha a izquierda: THEMIS (Francia), VTT (Alemania) y GREGOR (Alemania), que con sus 1,54 m de diámetro, es el mayor telescopio solar de Europa.

entre otras. Aplicando el citado criterio de Rayleigh veremos que, en condiciones ideales, pudieron ser observados objetos mayores de 70 segundos de arco. Recordemos que dada la distancia de la Tierra al Sol, un segundo de arco equivale a unos 725 km de la superficie solar.

Las civilizaciones orientales han proporcionado una rica información sobre la presencia de estructuras oscuras en el disco solar, las conocidas como *manchas*. Como ocurre con otros fenómenos inusuales, su relación con catástrofes y acontecimientos políticos estuvo a la orden del día. Veamos una selección de estos relatos.

El 20 de octubre de 301 d.C., en el día Jia-Shen, apareció una mancha en el Sol. Conforme a los pronósticos de Jing Fang Yi Zhuang, las manchas solares aparecían cuando los oficiales del Gobierno no lograban impedir que el emperador tomara un camino equivocado y entonces permitían que esto fuera conocido por el pueblo. Otra narración china, del 10 de enero de 375 d.C., reza así: «Dentro del Sol había una mancha negra tan grande como un huevo de gallina. Por aquel entonces el emperador había alcanzado ya la edad adulta, si bien la emperatriz K'ang-Xian continuaba llevando los asuntos del Estado. Esto estaba en contra del código feudal y, por consiguiente, los defectos se manifestaron en el Sol».

Durante el califato de Al-Mu'Tasim, en el año 840 d.C., apareció una mancha negra cerca del centro del Sol, y dos días después aparecieron las calamidades: el califa murió. El sabio Al-Kindi observó la mancha en el Sol durante 91 días, y pensó que esta mancha era debida al tránsito de Venus por el disco solar, ya que estaban en conjunción por aquel entonces.

En el mundo occidental se encuentran muchas menos narraciones de manchas solares, seguramente por el predominio de las imperantes ideas filosóficas y religiosas sobre un Sol perfecto. A pesar de ello, en Occidente surgió el primer dibujo conocido de una mancha solar. Un manuscrito del cronista John de Worcester (siglo XII), conservado en los archivos del Corpus Christy College (Oxford, Inglaterra) y datado en 1128 d.C., señala: «El sábado 8 de diciembre se vieron dos esferas negras con-

tra el disco solar, desde muy de mañana hasta el atardecer. La primera estaba en la parte superior y era grande, la segunda en la inferior y pequeña, estando cada una opuesta a la otra como se muestra en el diagrama». El dibujo puede verse en la imagen superior izquierda de la pág. 75, circundado por el texto en latín. Se estima que cada una de las dos manchas debieron de ocupar de dos a tres minutos de arco. A pesar de la nota artística aportada por el dibujante, se aprecian las dos zonas principales de una mancha: la zona central más oscura, *la sombra*, y la exterior, *la penumbra*, con una estructura filamentosa.

LA AYUDA DE LA CÁMARA OSCURA

Las observaciones llevadas a cabo a ojo desnudo tienen sus limitaciones y son tremendamente subjetivas, por lo que de este modo solo podemos observar objetos muy grandes sobre la superficie solar. Desde el siglo XIII, diferentes artesanos empezaron a trabajar el vidrio y se dieron cuenta de sus propiedades ópticas. Se empezaron a fabricar espejos y lentes que mejoraban la visión de los más poderosos.

Un paso fundamental fue dado hacia 390 a.C. por el chino Mo-Ti cuando propuso que se podía formar una imagen invertida del Sol cuando se hacían pasar sus rayos a través de un agujero perforado en un lado de una cámara oscura. El astrónomo y matemático Alhazen (965-1039) describió las observaciones de un eclipse con este sistema. La primera imagen de este fenómeno fue obra de Regnier Gemma Frisius, que en su *De Radio Astronomico et Geometrico* incluyó un esquema de un eclipse de Sol observado el 24 de enero de 1544 en Lovaina (Bélgica).

La inclusión de lentes en el agujero de entrada mejoró la calidad de la imagen. Con la intención de observar un tránsito de Mercurio, Johannes Kepler (1571-1630) utilizó este sistema el 16 de noviembre de 1607. Lo que resultó, en su lugar, fue la primera observación de una mancha solar a través de un sistema óptico artificial, descrito en un pequeño libro de 1609 titulado *Phaenomenon singulare, seu Mercurius in Sole*.

Justo por aquellos días, 1608, Hans Lippershey (1570-1619) presentó la primera patente de un telescopio refractor «para ver las cosas lejanas como si estuvieran próximas». Diversos problemas le impidieron obtenerla, pero su diseño se difundió rápidamente por toda Europa.

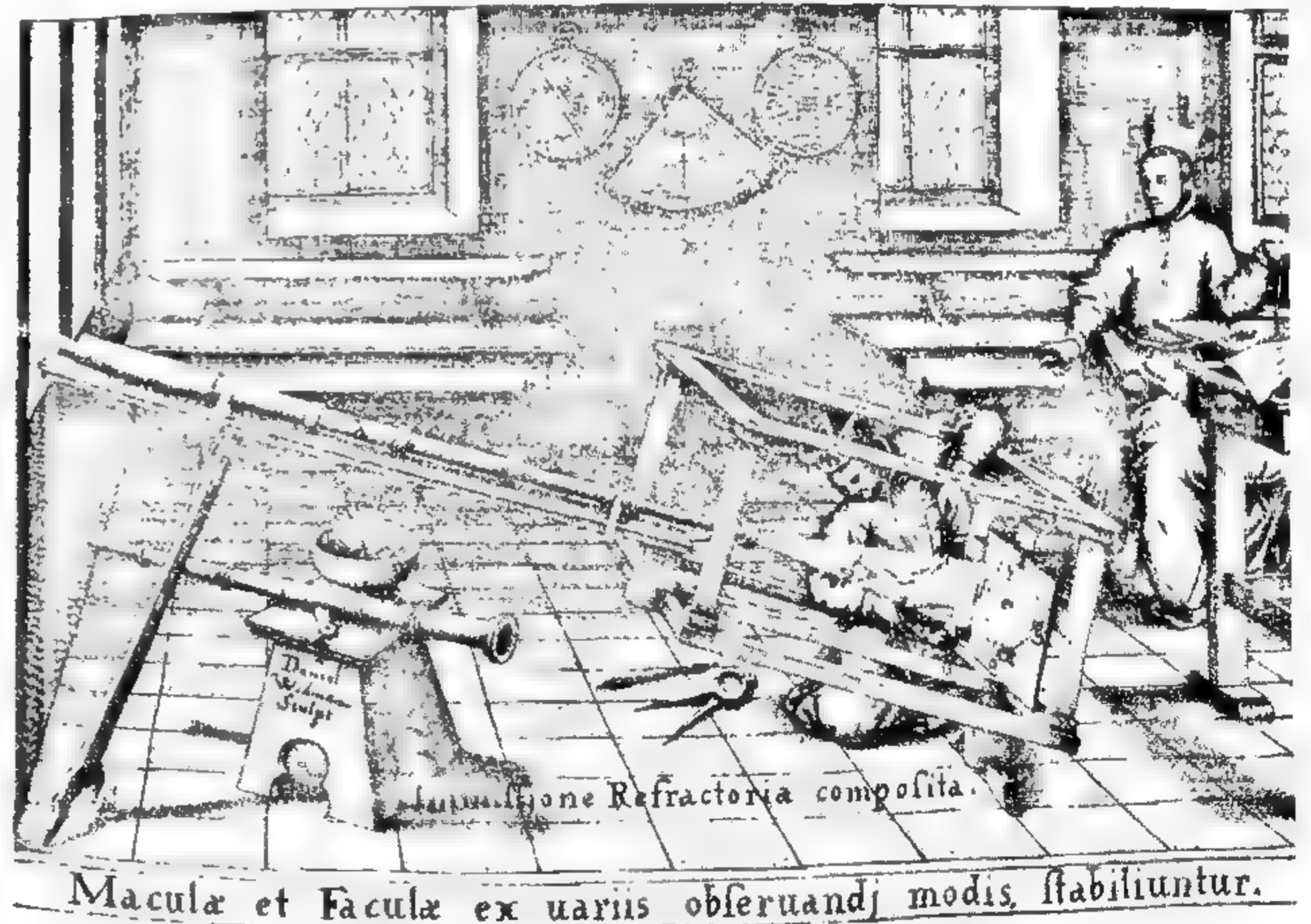
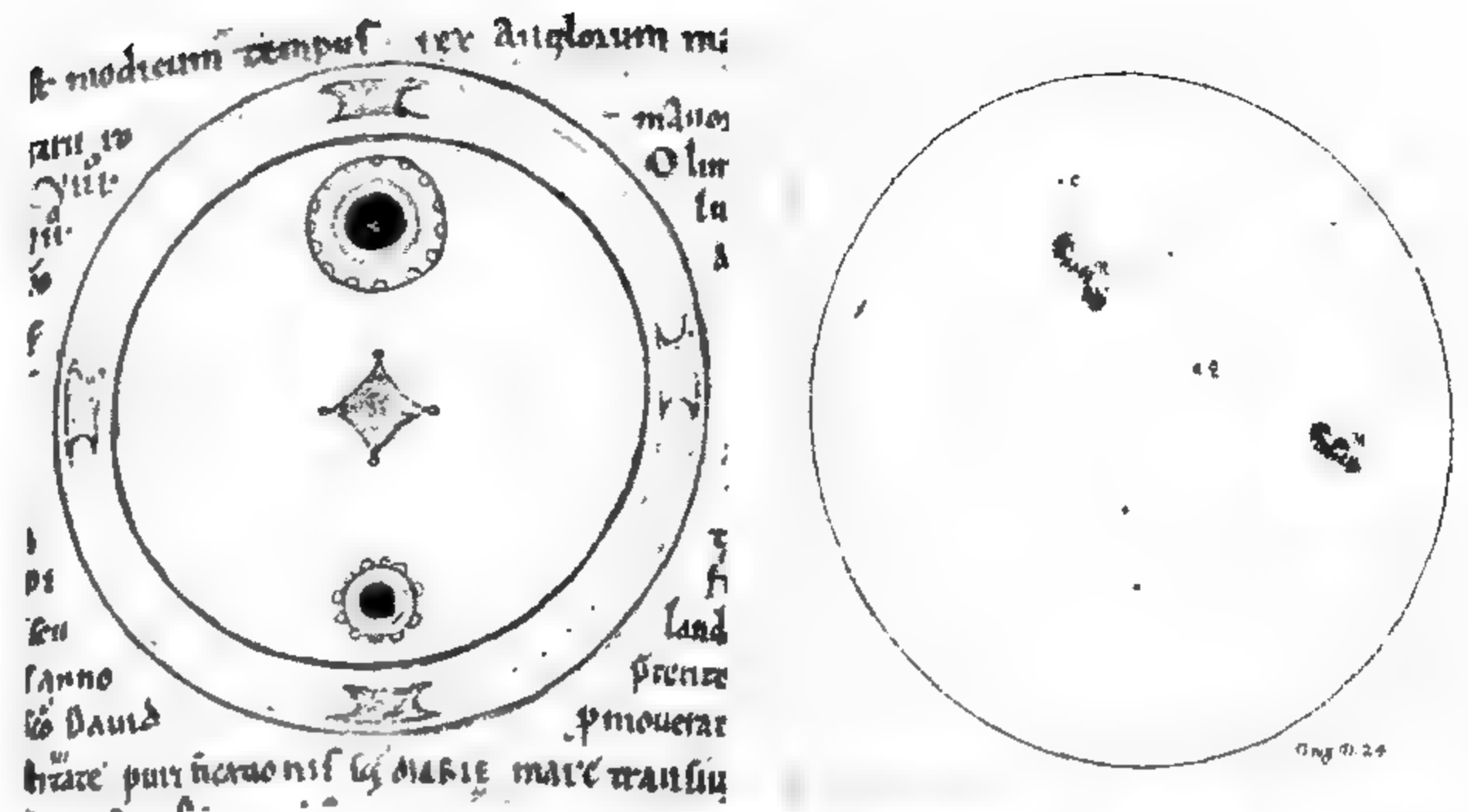
PRIMERAS OBSERVACIONES TELESCÓPICAS DE MANCHAS

Inventado el telescopio, no habría de pasar mucho tiempo hasta que alguien lo utilizase para observar el disco solar. Las manchas fueron las primeras estructuras que se detectaron. Cuatro astrónomos iniciaron dichas observaciones en un breve intervalo de tiempo.

Thomas Harriot (1560-1621) fue el primero que observó las manchas a través de un telescopio el 18 de diciembre de 1610. La descripción de sus observaciones permaneció en el anonimato hasta que, en 1788, Franz X. Von Zach (1754-1832) encontró sus manuscritos con doscientos dibujos de manchas que cubrían 214 días de observación, hasta enero de 1613. Utilizó el método de observación directa a través del ocular, lo que le ocasionó no pocos problemas en los ojos, aunque mencionó que en ocasiones observaba a través de nubes o utilizaba filtros de colores.

El primero que publicó sobre ellas fue Johannes Fabricius (1587-1616), hijo de un pastor luterano amigo de Kepler. Fabricius dirigió su telescopio al Sol el 9 de marzo de 1611, y al contemplar una mancha, llamó rápidamente a su padre. Juntos realizaron los dibujos y redactaron una nota que describía lo que habían observado. Poco después, el 13 de junio de 1611, mandó a la imprenta lo que resultó ser la primera publicación sobre manchas solares: *De Maculis in Sole Observatis, et apparente earum cum Sole Conversione Narratio*, pero sin incluir fechas ni dibujos.

Estos pioneros nunca se plantearon si las manchas pertenecían o no al Sol. Más adelante este hecho ocasionaría un debate cuyas repercusiones irían más allá de la pura observación astronómica. Las ideas sobre los procesos naturales se basaban entonces en



Arriba, a la izquierda, el dibujo de las manchas solares de John Worcester realizado en 1128. Abajo, observación de las manchas solares mediante el método de proyección que usó Christoph Scheiner en 1611, y arriba a la derecha, el dibujo de las manchas realizado por Galileo en 1613.

la filosofía de Aristóteles y no hemos de olvidar que, en dicho marco, el Sol era el símbolo de la perfección. La simple insinuación de que pudiera tener «manchas» parecía ir frontalmente en contra de esa concepción. El jesuita Christoph Scheiner (1573-1650) y Galileo Galilei (1564-1642)

Todas las verdades resultan fáciles de entender una vez que han sido descubiertas; la cuestión es descubrirlas.

GALILEO GALILEI EN SUS *DIALOGOS SOBRE LOS DOS MÁXIMOS SISTEMAS DEL MUNDO*

sostendrían un interesante debate al respecto, una lucha desigual entre la autoridad y la humildad.

Scheiner fue el mejor observador de las manchas y antepuso sus creencias a las evidencias. En la ciudad alemana de Ingolstadt, él había comenzado, en 1611, un programa de

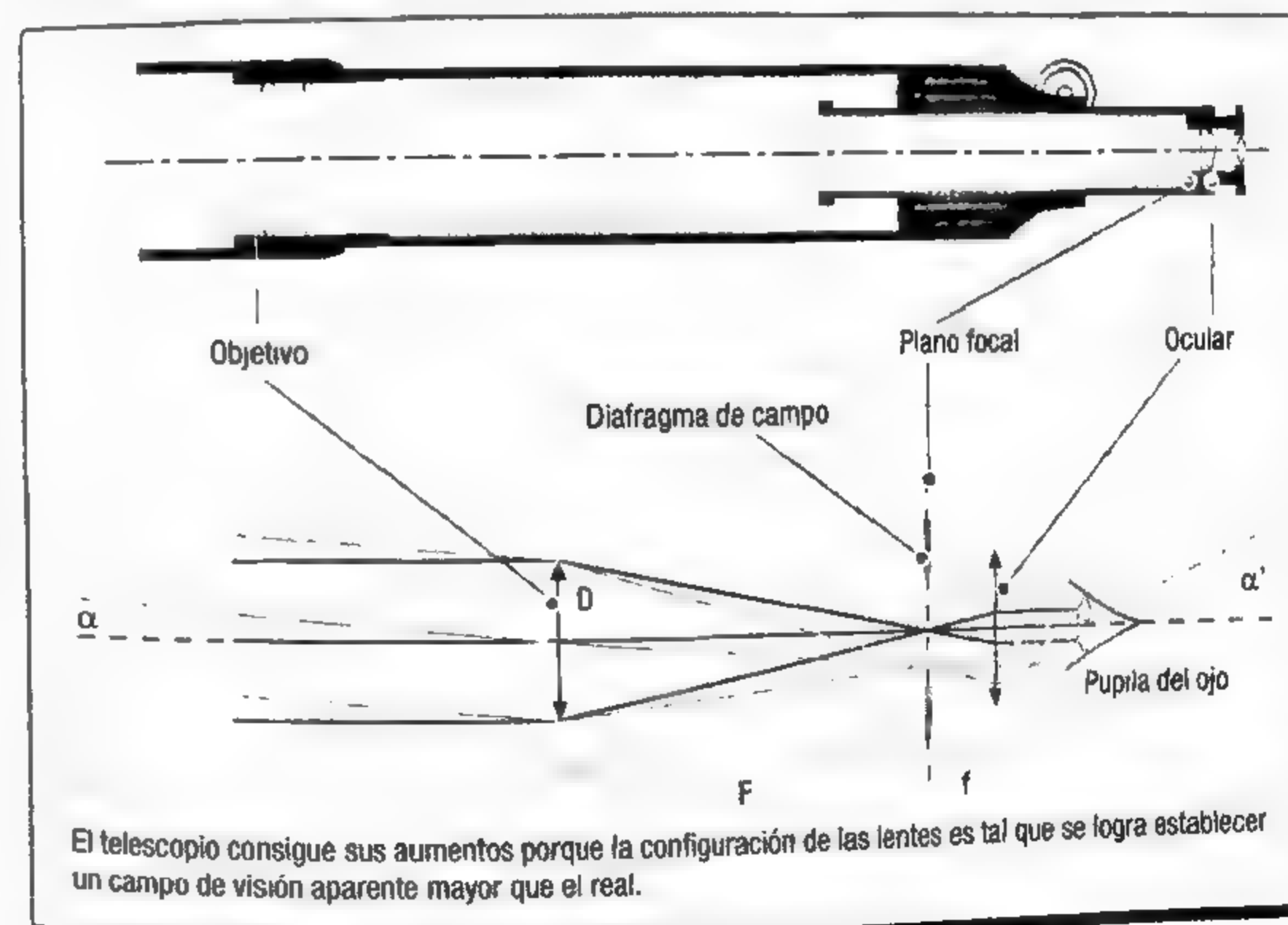
observaciones solares. Para realizarlas, proyectaba la imagen del Sol sobre una pantalla combinando un telescopio y una cámara oscura (véase la imagen inferior de la página anterior), lo que le permitía contemplar las manchas sin poner en peligro sus ojos.

Tras consultar a su superior, Theodore Busaeus, sobre dichas manchas, este añadió: «He leído a Aristóteles de principio a fin y puedo asegurar que nunca he encontrado nada similar a lo que mencionas. Vete, cálmate y estate seguro de que lo que tomas por manchas son problemas de tus lentes o de tus ojos». Por todo ello le recomendó publicar los resultados de sus observaciones con un seudónimo. Scheiner permaneció activo hasta 1626, año en que publicó su monumental obra *Rosa Ursina sive Sol ex Admirando Facularum & Macularum suarum Phaenomeno Variu* («La rosa de Orsini vista en el Sol, admirando fáculas y manchas solares, fenómenos varios»), un libro de 1780 páginas, setenta de ellas dedicadas a dibujos de manchas solares.

Firme defensor de la teoría de una Tierra inmóvil y contrario a las ideas heliocéntricas de Copérnico, en un principio sostuvo que las manchas no pertenecían a la superficie solar. Ante la evidencia de sus propias observaciones lo admitió, notando que el Sol rotaba y que dicha rotación dependía de la latitud heliográfica, un descubrimiento notable. Sin embargo, para salvar sus creencias aceptó el movimiento del Sol dentro del modelo

EL TELESCOPIO ASTRONÓMICO REFRACTOR

Un telescopio es un instrumento óptico que capta luz procedente de un objeto lejano y forma la imagen del mismo (véase la figura). De cada punto del objeto llega al telescopio un haz de rayos paralelos. Una lente de entrada, el *objetivo*, hace converger los rayos de cada haz paralelo en diferentes puntos de un plano situado a una distancia F del objetivo, formando la imagen del objeto astronómico. El *diámetro del objetivo*, D , y la *distancia focal*, F , influyen en la calidad (el detalle) y el tamaño de la imagen, respectivamente: a mayor diámetro del objetivo, más información entra en el telescopio y más detalle se recoge. Por otro lado, si se quiere observar el Sol, la elección del *diámetro de la imagen en el plano focal*, relacionada con el aumento, establecerá el tamaño para el telescopio. Esto es debido a que la distancia focal cumple que $d = 2FR_s/d_{TS}$, donde R_s es el radio del Sol, y d_{TS} la distancia entre la Tierra y este. Por lo tanto, si queremos una imagen de todo el disco solar, su tamaño se ha de ajustar al del telescopio mediante la elección de una distancia focal adecuada. Así, para $d = 46,5$ cm, la distancia focal debe ser de unos 50 m. Estas distancias focales grandes son una característica de los telescopios solares, que deben tener un diseño específico. Lo habitual es escrutar solo una parte pequeña del Sol, por lo que hay que disponer, en el plano focal, de un sistema óptico auxiliar cuya función sea seleccionar y amplificar el fragmento de imagen que nos interesa. Para observaciones visuales, este sistema se denomina *ocular*. El número de aumentos del telescopio en su conjunto se calcula dividiendo la distancia focal del telescopio por la del ocular.



de Tycho Brahe, en el que la Tierra seguía estando inmóvil. Observando el movimiento de las manchas a través del disco solar concluyó que el eje de rotación solar se encontraba inclinado unos siete grados con respecto a la eclíptica.

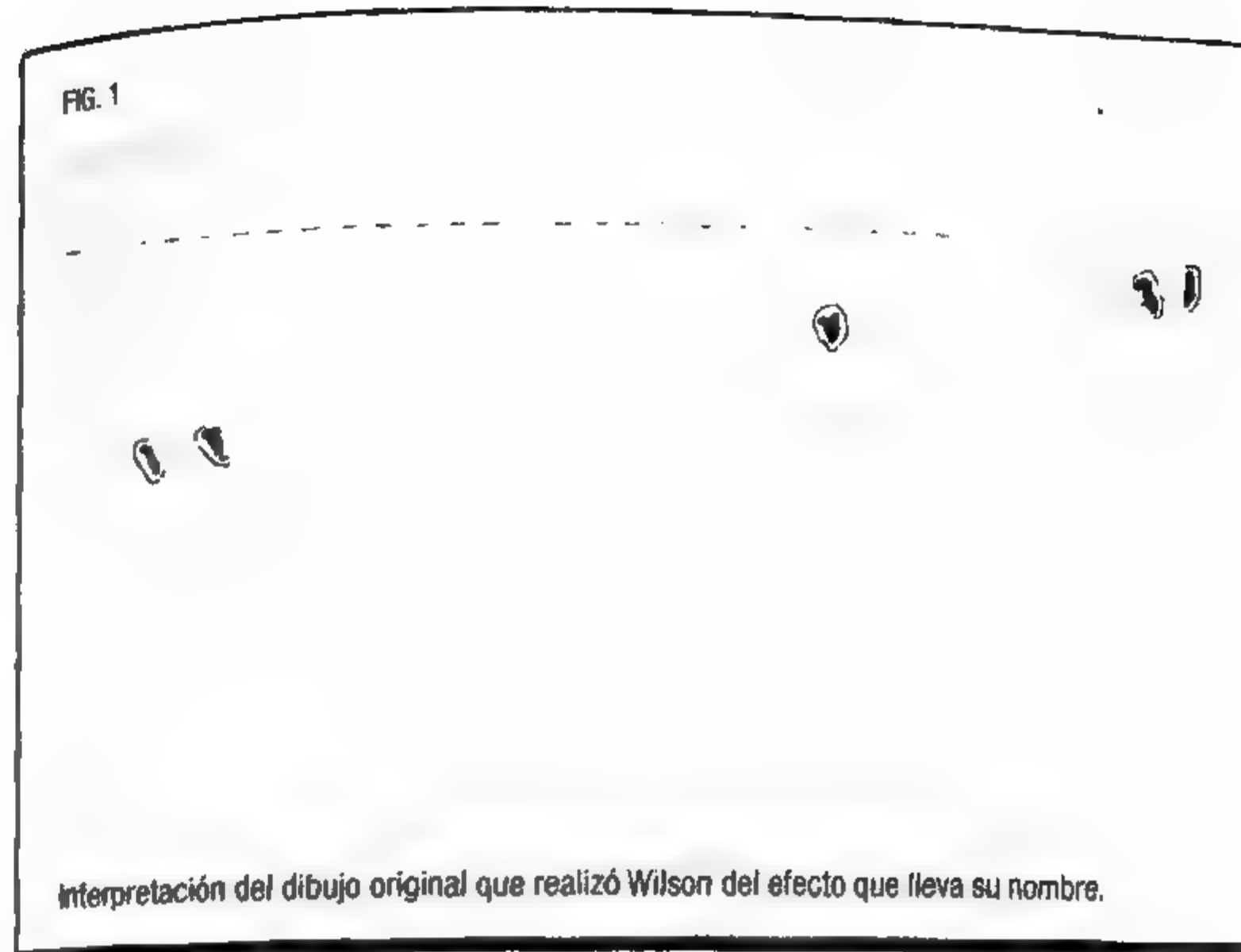
El primero que interpretó adecuadamente las observaciones y divulgó el fenómeno fue Galileo Galilei. Su primera mención de manchas solares se encuentra en una carta enviada al pintor Ludovico Cigoli (1559-1613), informándole de las observaciones realizadas del 3 al 11 de mayo de 1611.

El descubrimiento de las manchas suele asociarse a su nombre, y aunque no fue el primero que las vio, sí que se convirtió en su gran divulgador al considerarlas una prueba importante de las ideas de Copérnico. En su *Istoria e dimostrazioni intorno alle macchie solari e loro accidenti*, publicado en 1613, Galileo resume sus observaciones de las manchas (véase la imagen superior derecha de la pág. 75). Las interpretó como una especie de nubes que tardaban unos catorce días en desplazarse sobre el disco solar por efecto de la rotación. La ausencia de paralaje para las manchas le hizo convencerse de que debían pertenecer al propio Sol o estar muy próximas a él. Esta publicación contiene cartas que intercambió con Scheiner utilizando al astrónomo y político alemán Mark Welser como intermediario.

Admirador, en secreto, de las habilidades observacionales de Scheiner, Galileo lo atacó sin piedad por sus interpretaciones. En una carta de 1632 a su amigo Fulgencio Micanzio, fraile enemigo de los jesuitas, después de unos cuantos improperios a Scheiner señalaba: «Desafortunado hombre que habiendo tenido durante tanto tiempo la preciosa joya en sus manos, no ha sido capaz de reconocerla».

ESTRUCTURA Y EVOLUCIÓN DE LAS MANCHAS SOLARES

La primera observación relevante, a partir de dibujos, para conocer la estructura de las manchas solares fue realizada por el escocés Alexander Wilson (1714-1786). El 23 noviembre de 1769 advirtió que la forma de las manchas cambiaba cuando se acer-



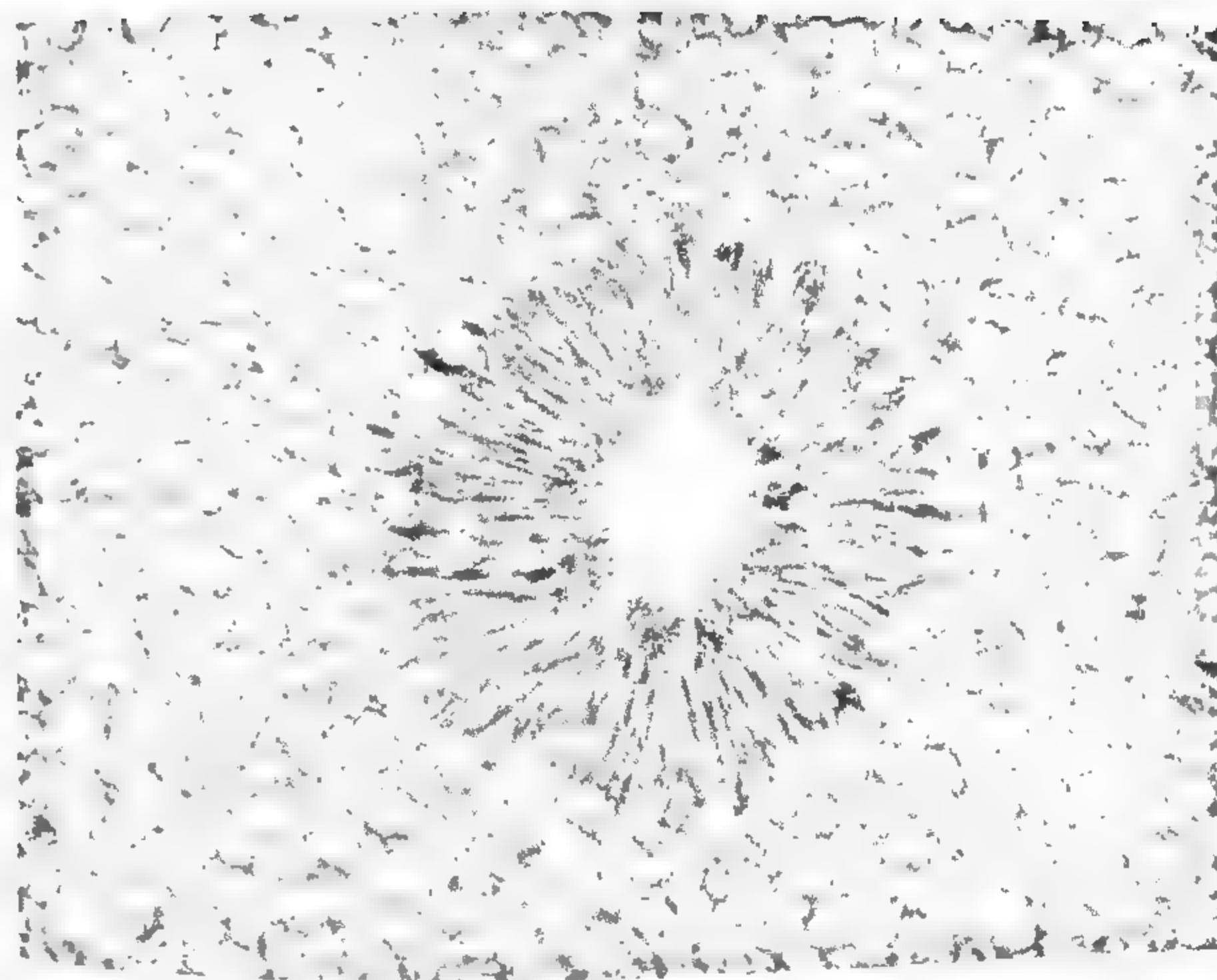
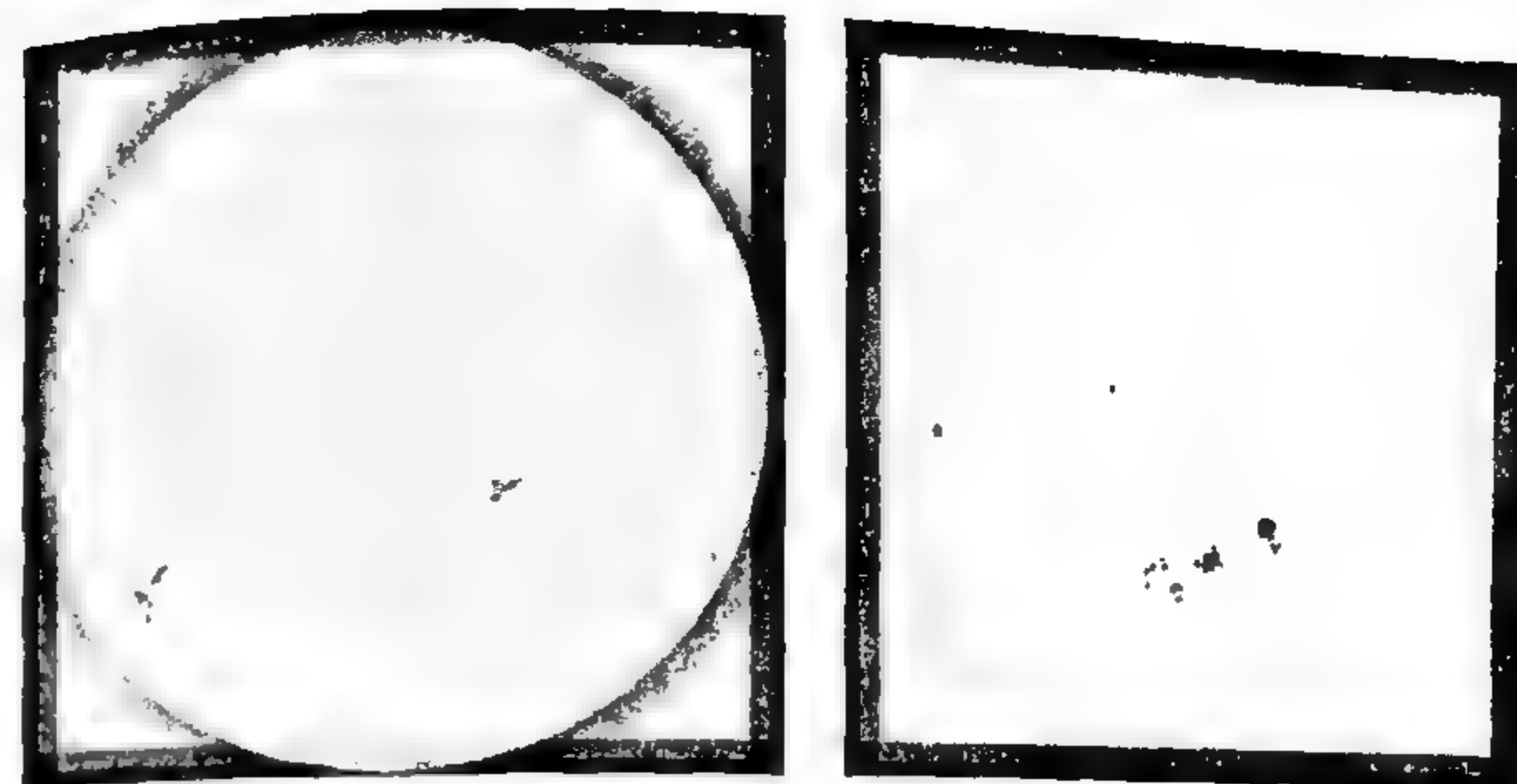
caban al borde del Sol, un efecto que posteriormente se conocería con su nombre: *efecto Wilson*. En la figura 1, que muestra sus observaciones, puede verse una mancha situada cerca del centro solar, concéntrica a su penumbra, que cambia de forma, estrechándose conforme se acerca al limbo derecho, y, tras reaparecer por el otro lado, se ensancha de nuevo. En principio pensó en dos posibles explicaciones: la primera suponía que era la forma de las manchas la que variaba, y la segunda, que se trataba de cavidades o depresiones reales en la superficie solar. El cambio en la forma observado cuando las manchas reaparecían por el otro lado le hizo decantarse por la segunda explicación.

En la segunda parte de su trabajo, Wilson efectuó la primera conjetura sobre la naturaleza de las manchas. A su parecer, se trataba de agujeros a través de los cuales se podía ver el interior solar más frío. Por el contrario, para otros autores posteriores como Norman Lockyer (1836-1920), la oscuridad se debía a los efectos refrigerantes y absorbentes de corrientes descendentes existentes en la atmósfera del Sol que, por otra parte, nadie había observado.

En la actualidad tenemos una sencilla explicación para el efecto Wilson: la opacidad de la materia a la radiación aumenta con la temperatura, por lo que, en una estructura fría como la sombra, veremos capas más profundas que en la penumbra y en la fotosfera circundante, ya que están más calientes. Conforme nos desplazamos hacia el borde solar, la radiación de la parte de fotosfera circundante (la que se antepone entre nosotros y la mancha, originada en capas más altas) empieza a ocultar el lado correspondiente de la penumbra, mientras que deja sin efecto el lado cercano al borde.

El valor de la depresión de la sombra se estima en unos 550 km. Las estructuras de las manchas, que vemos aparentemente a un mismo nivel, pueden situarse a alturas geométricas diferentes debido a su distinta opacidad. Por ello se dice que la radiación procede de la misma profundidad óptica y no de la misma profundidad geométrica. La discrepancia entre estas dos escalas entraña no pocas dificultades cuando se trata de calcular el modelo de una mancha solar.

Un paso esencial para el desarrollo de la física solar en general, y del conocimiento de las manchas solares en particular, fue el descubrimiento de la fotografía, que iba a permitir un registro objetivo de las observaciones. Parece ser que la primera fotografía de la superficie solar, con dos grupos de manchas, fue obtenida en París por Hippolyte Fizeau (1819-1896) y Léon Foucault (1819-1868) el 2 de abril de 1845 (véase la imagen superior izquierda de la página contigua). Sin embargo, este fue un hecho aislado y hubo que esperar unos años hasta que el británico Warren de la Rue (1815-1889) diseñara un telescopio para la observación fotográfica de manchas solares. Mejoras en la técnica fotográfica, mediante emulsiones secas de gelatina y bromuro de plata, fueron llevadas a cabo por el francés Pierre Jules Janssen (1824-1907) en el Observatorio de Meudon, utilizando un telescopio de 12 cm de diámetro (véase la imagen superior derecha de la página contigua). Aún hoy asombra la calidad de las fotografías obtenidas por estos pioneros de la fotografía solar. Las imágenes actuales, con alta resolución espacial (en la página contigua, abajo), nos muestran que la sombra tiene estructuras



Arriba a la izquierda, primera fotografía de manchas solares tomada por Hippolyte Fizeau y Léon Foucault con un tiempo de exposición de 1/60 de segundo. A la derecha se reproduce la fotografía de la fotosfera solar obtenida por Pierre Jules Janssen. Abajo, imagen de alta resolución espacial de una mancha situada en el centro del disco solar.

más brillantes, los *puntos umbrales*, mientras que la penumbra presenta una clara diferenciación entre filamentos oscuros y brillantes. En ocasiones, las manchas muestran una estructura luminosa que contribuye a su disolución final: los *puentes de luz*.

En sus primeras fases de desarrollo, las manchas solares aparecen como una estructura oscura, sin penumbra, a la que se llama *poro*. La formación de la penumbra es el siguiente paso que contribuye a su estabilidad. En su fase final, las manchas vuelven

al estado de poros. En la figura 2 puede verse un esquema de la evolución morfológica de las manchas.

Los tiempos de vida (t_m) de las manchas fluctúan desde unos pocos días a varios meses. Sus tamaños van desde unas pocas decenas hasta los 160 000 km. Se ha establecido que su tiempo de vida se encuentra relacionado con el área máxima (A_{max}), que alcanza ($t_m = 0,1 \cdot A_{max}$).

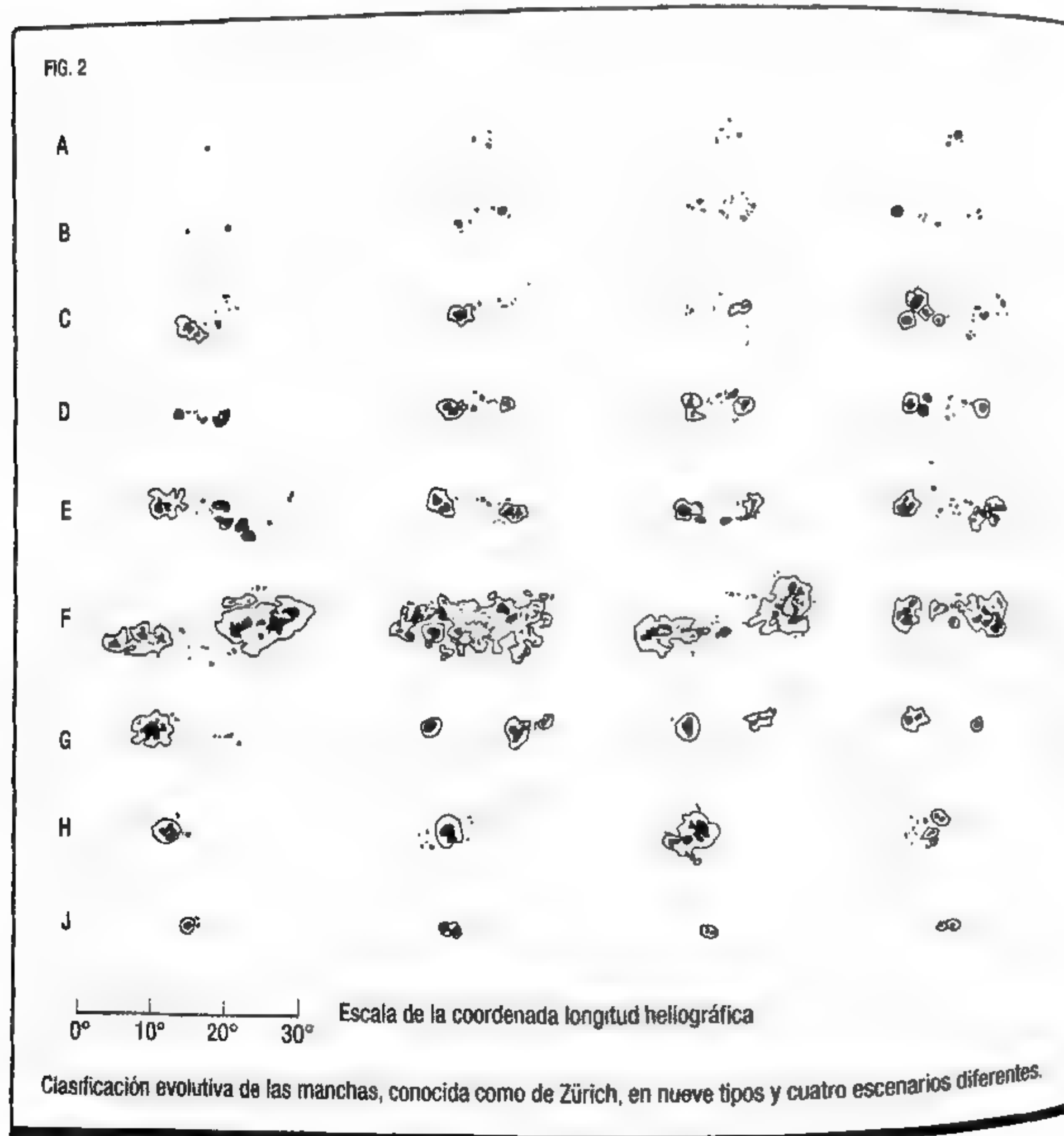
Una pregunta pertinente es cómo una mancha puede persistir tanto tiempo ante los movimientos convectivos que la circundan. Los puntos umbrales, los granos de la penumbra y los puentes de luz nos remiten a esta «batalla». Al menos, en las más longevas, el anclaje de la mancha en la zona de convección debe de ser relativamente profundo y parece existir un campo de velocidades que la aísla del exterior.

EL CAMPO MAGNÉTICO SOLAR

Pieter Zeeman (1865-1943) descubrió, en 1896, que una línea espectral se desdoblaba en varias cuando se observaba la fuente emisora bajo la acción de un campo magnético B (figura 3). Además, la separación de las componentes ($\Delta\lambda_B$) dependía de la intensidad del campo magnético aplicado, de manera que la observación del desdoblamiento permitiría estimar la magnitud del campo magnético que lo provoca.

El 25 de junio de 1908, George E. Hale (1868-1938) observó el espectro de una mancha solar en la región de 600,0 a 620,0 nanómetros. Pocos días después, el 3 de julio, comunicó a la Sociedad Astronómica del Pacífico sus primeras evidencias de campos magnéticos en el Sol, señalando:

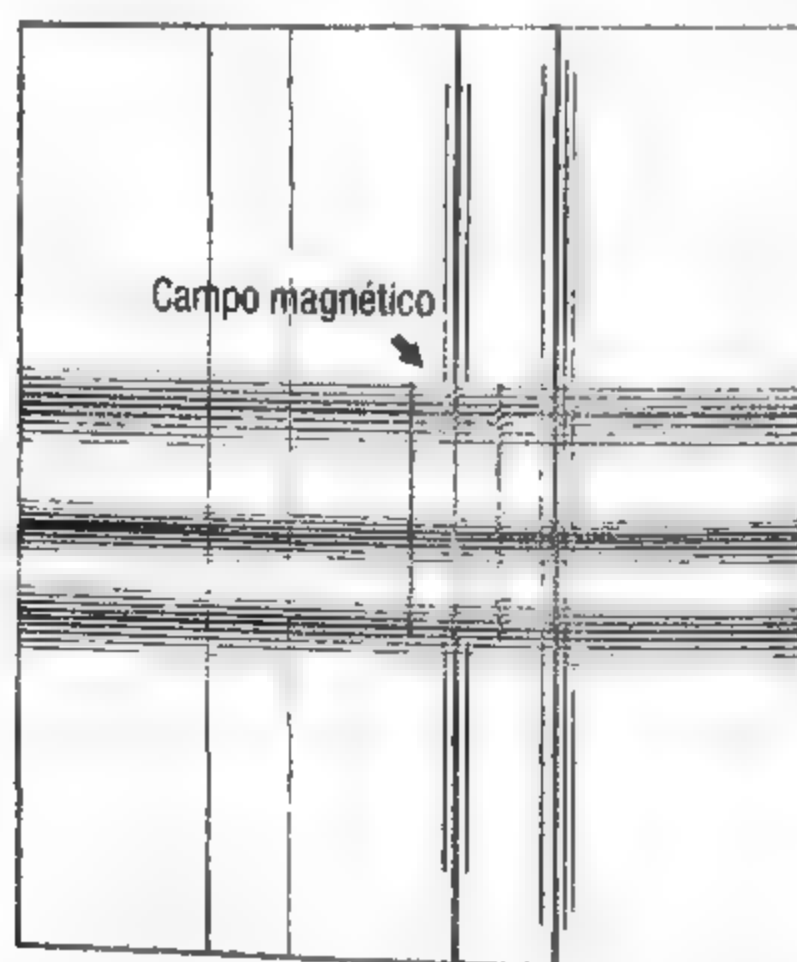
Hasta donde sé, el único medio para transformar una línea espectral sencilla en un doblete, cuyas componentes están polarizadas circularmente en sentidos opuestos, es un intenso campo magnético. Parece probable, por tanto, que una mancha contenga tal campo, el cual da lugar a dobletes y líneas ensanchadas en el espectro de la mancha.



Otro descubrimiento que resultó esencial fue que, a veces, las líneas del campo magnético solar emergen de la superficie y se curvan para entrar de nuevo, con las manchas encontrándose en las zonas de corte con la superficie. Debido a este fenómeno, las manchas siempre aparecen en parejas. La forma curva

FIG. 3

Rendija del espectrómetro



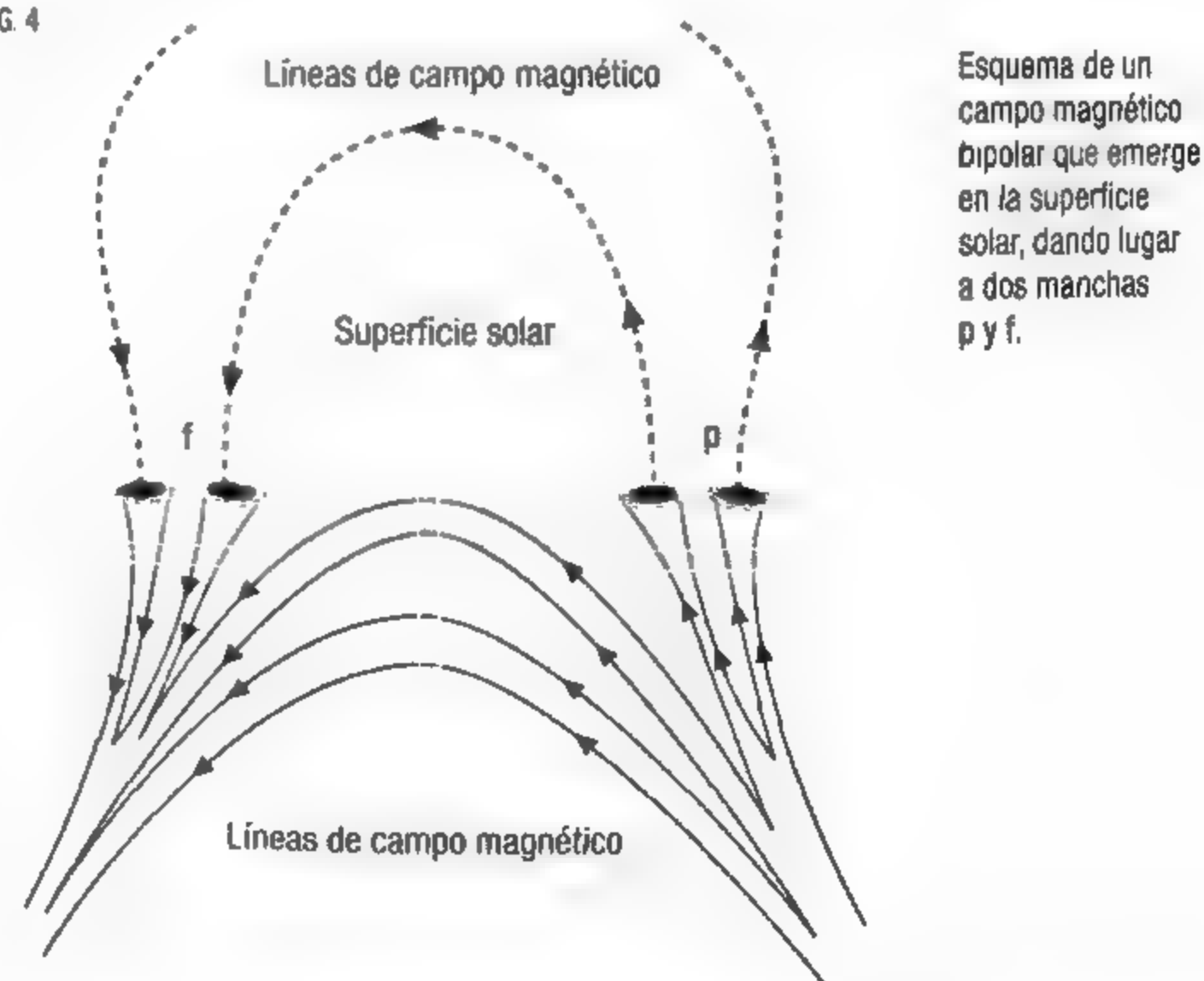
A la izquierda, imagen del efecto Zeeman. Arriba se observa el desdoblamiento de una línea espectral en la sombra de una mancha solar.

de las líneas de campo magnético recuerda las que se producen en los imanes, de manera que en cada pareja la mancha guía tiene asignada cierta polaridad magnética, mientras que la otra tiene polaridad inversa. Otras veces podemos encontrarnos con otra nomenclatura para las manchas, como *p* y *f*, que del inglés dan cuenta de la mancha guía y la que le sigue (*preceding* y *follower*) en su desplazamiento por el disco solar.

En la figura 4 puede verse las líneas de campo magnético con las manchas en su intersección con la superficie.

Estudios posteriores fueron añadiendo más información. El campo es fundamentalmente vertical en la sombra, aunque se debilita en los puntos brillantes umbrales. Debido a su estructura filamentosa, el campo magnético en la penumbra resulta más complicado. Podemos considerar que es un conglomerado de campos horizontales, inmersos en un campo vertical más intenso. John Evershed (1864-1956) descubrió, en 1909, un flujo de materia hacia el exterior de la mancha que lleva su nombre. En la

FIG. 4



penumbra interna, dicho flujo se encuentra concentrado en los filamentos brillantes y más inclinados, mientras que desaparece bajo la superficie en el exterior.

LAS FÁCULAS

En una carta de Marc Welser a Galileo, el 5 octubre de 1612, el nombre de «fácua» (pequeña linterna) es citado por primera vez al referirse a observaciones realizadas por Scheiner:

Ya que a usted le gusta oír de los descubrimientos de mi amigo, le transmito lo que acabo de recibir de él con respecto a algunas nuevas observaciones [...] Se trata de «pequeñas lámparas», regiones que son más brillantes que las de sus alrededores.

El propio Scheiner fue más explícito en su *Rosa Ursina*:

Examinando el disco solar cuidadosamente moviendo el telescopio, encontré que estaba libre de manchas, pero punteado con regiones brillantes que llamé fáculas.

Se comprobó su relación estadística con las manchas solares, por lo que se consideró que eran también alguna manifestación del magnetismo solar. Los primeros años de la década de 1970 fueron testigos de una gran efervescencia al respecto. Observaciones de gran resolución espacial y a través de filtros centrados en líneas espectrales concretas, sensibles a cambios de temperatura, permitieron comprobar la existencia de fáculas en el disco solar (véase la imagen superior de la pág. 89). Medidas complementarias informaban de campos del orden de 1000 gauss en dichas estructuras brillantes (unas 2000 veces más intenso que el campo magnético terrestre, que es del orden de medio gauss).

La explicación entre las dos diferentes concentraciones de líneas de campo magnético, manchas y fáculas, radica en su grosor. Entran en juego dos procesos: por un lado, las líneas de fuer-

za del campo magnético dificultan el desarrollo de la convección, llegando prácticamente a inhibir el transporte de materia; por otro, la radiación de la fotosfera que rodea la mancha tiende a calentarla, es decir, a hacerla más brillante. El proceso predominante será el que marcará el comportamiento de dicha región de la fotosfera. En las fáculas, que tienen concentraciones de líneas de campo de menor grosor, predomina el calentamiento lateral, con lo que se verán más brillantes. Por el contrario, en las manchas que tienen concentraciones de líneas de campo de mayor grosor, predomina la inhibición de la convección por el campo magnético, haciendo que las veamos más oscuras.

LA GRANULACIÓN SOLAR

William Herschel señaló, en 1801, la presencia de unas pequeñas estructuras en el disco solar que llamó «ondulaciones»:

Una particular y destacable irregularidad que es peculiar de las luminosas nubes solares que se extienden sobre toda la superficie del globo solar. Como las partes más profundas de las ondulaciones son menos brillantes que las más elevadas, el disco solar tiene una apariencia que podríamos denominar como moteada.

Durante varias décadas, los astrónomos trataron de describir las haciendo uso de diferentes analogías, desde hojas de sauce y peces fosforados hasta granos de arroz y cúmulos de algodón. De dicha época procede el dibujo de William Huggins (véase la imagen central de la pág. 89) y que puede compararse con la estructura real, una de las mejores imágenes que se pueden obtener en la actualidad.

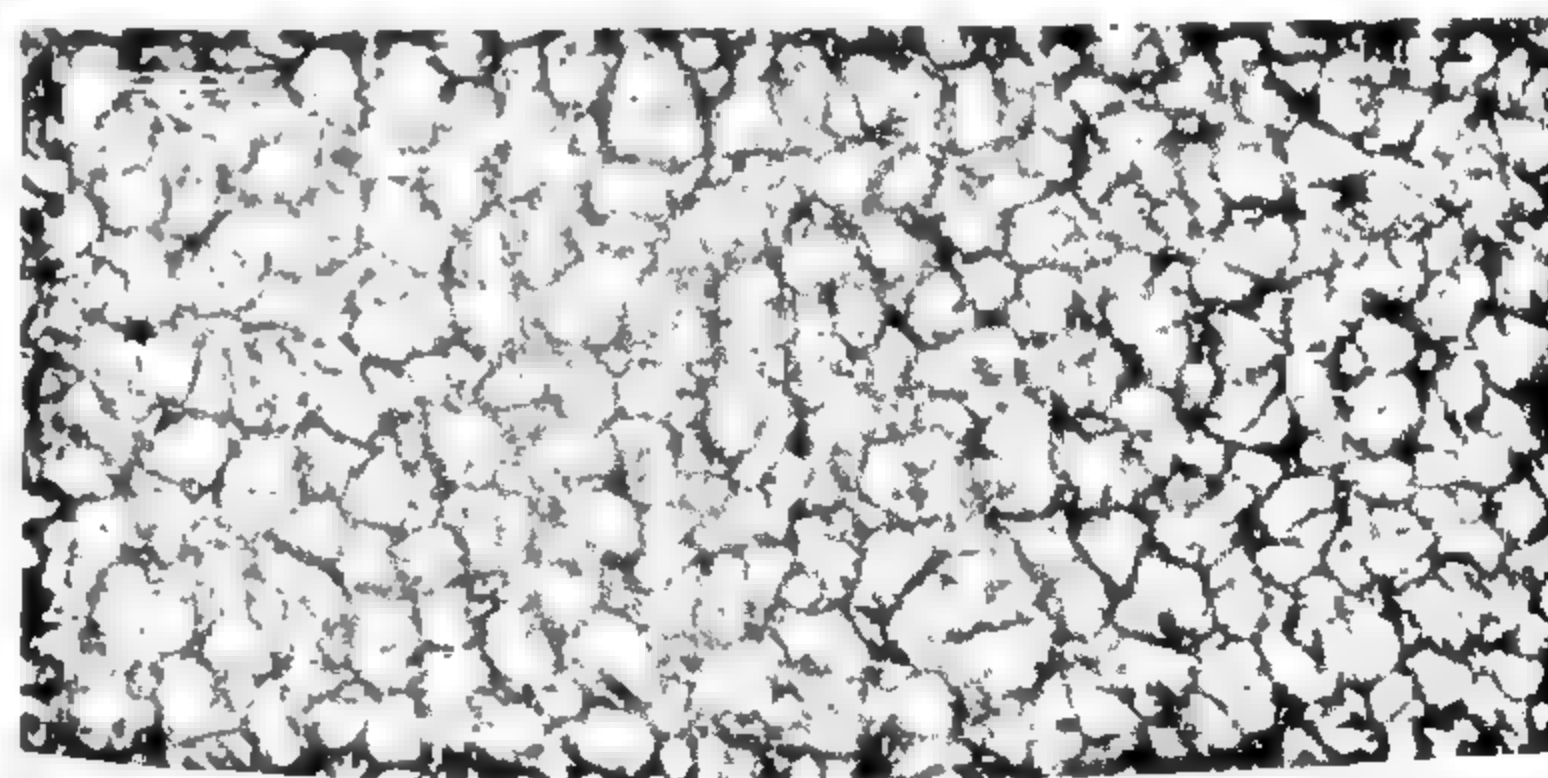
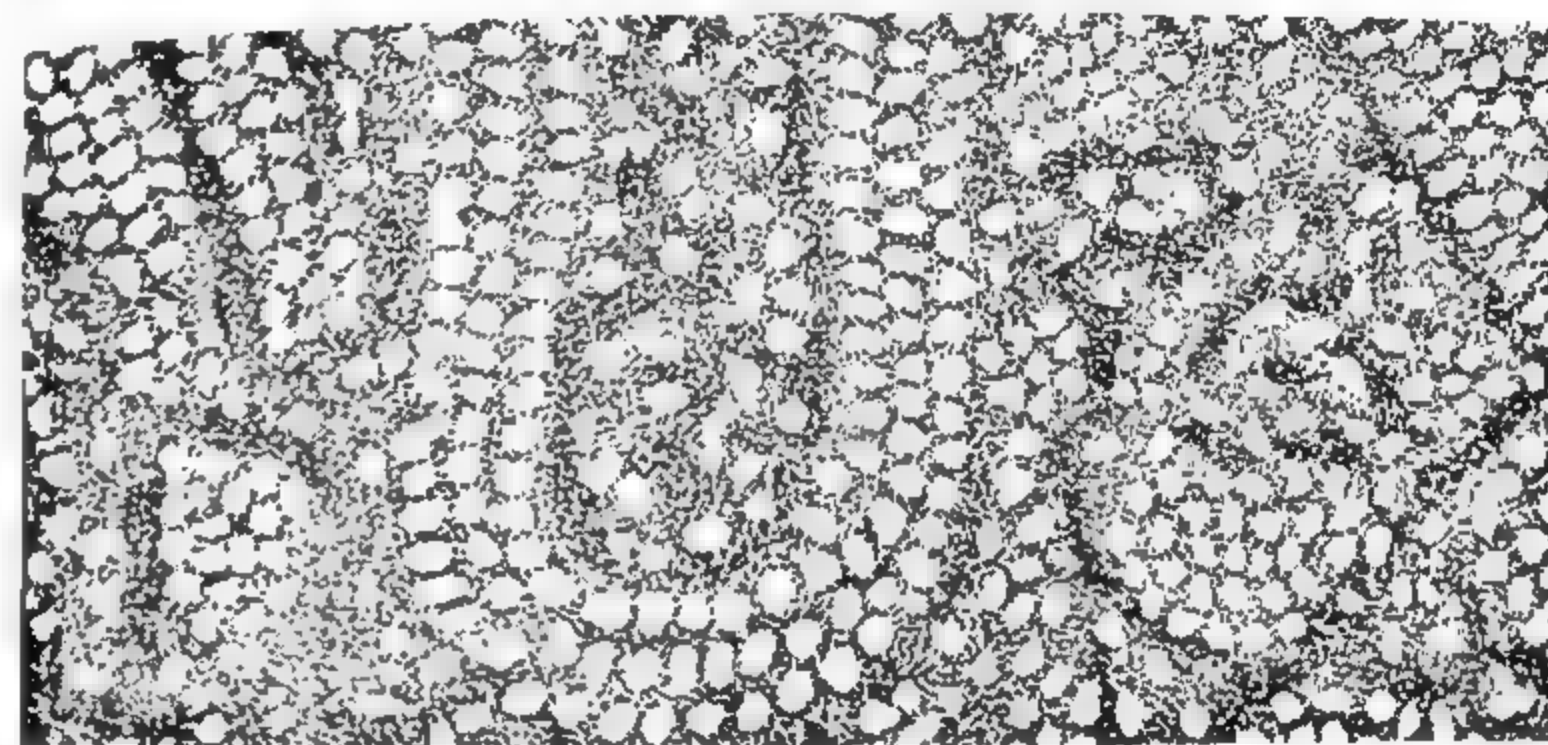
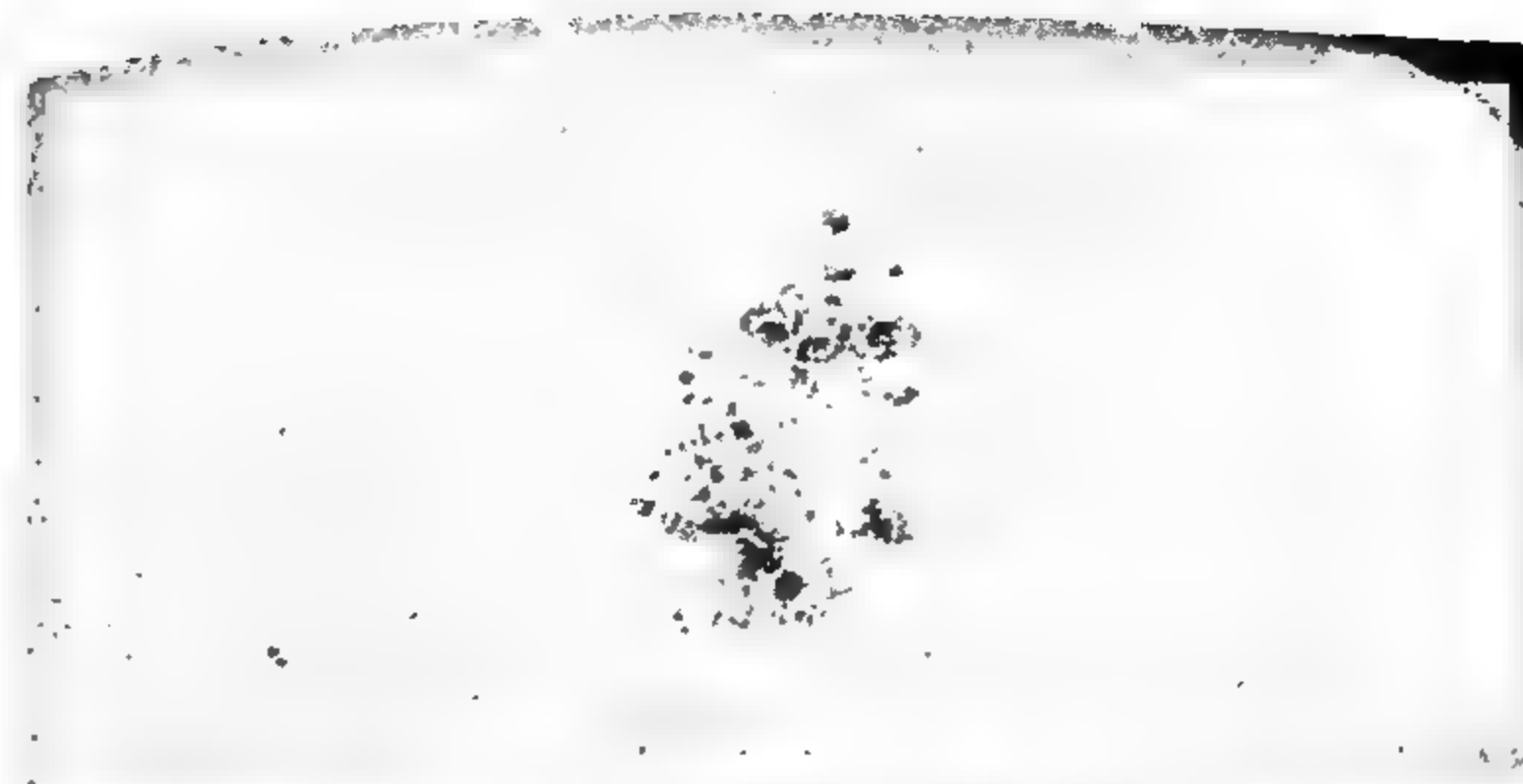
La solución sobre el origen de la granulación del Sol iba a venir de los experimentos en el laboratorio. Un avance decisivo provino de un experimento realizado por el francés Henri Bénard (1874-1939) en 1900. Calentando delgadas capas de fluido comprobó que se formaban celdas convectivas que producían

formas hexagonales en la superficie, muy similares a la granulación solar. Se podía crear orden en un fluido desordenado contando tan solo con una diferencia de temperatura.

Al final de su vida, en 1916, lord Rayleigh estudió el problema de la convección desde un punto de vista teórico y estableció un criterio para determinar bajo qué circunstancias se produce la convección en una estrella. El punto de partida fue la existencia de una diferencia de temperatura entre la celda y sus alrededores. Un fluido más caliente es también más ligero, por lo que asciende bajo la acción de su mayor flotabilidad. Durante dicho recorrido va perdiendo energía hasta llegar a un nivel en el que, agotada dicha energía, la materia desciende en canales más fríos, completando así la circulación de materia en la celda.

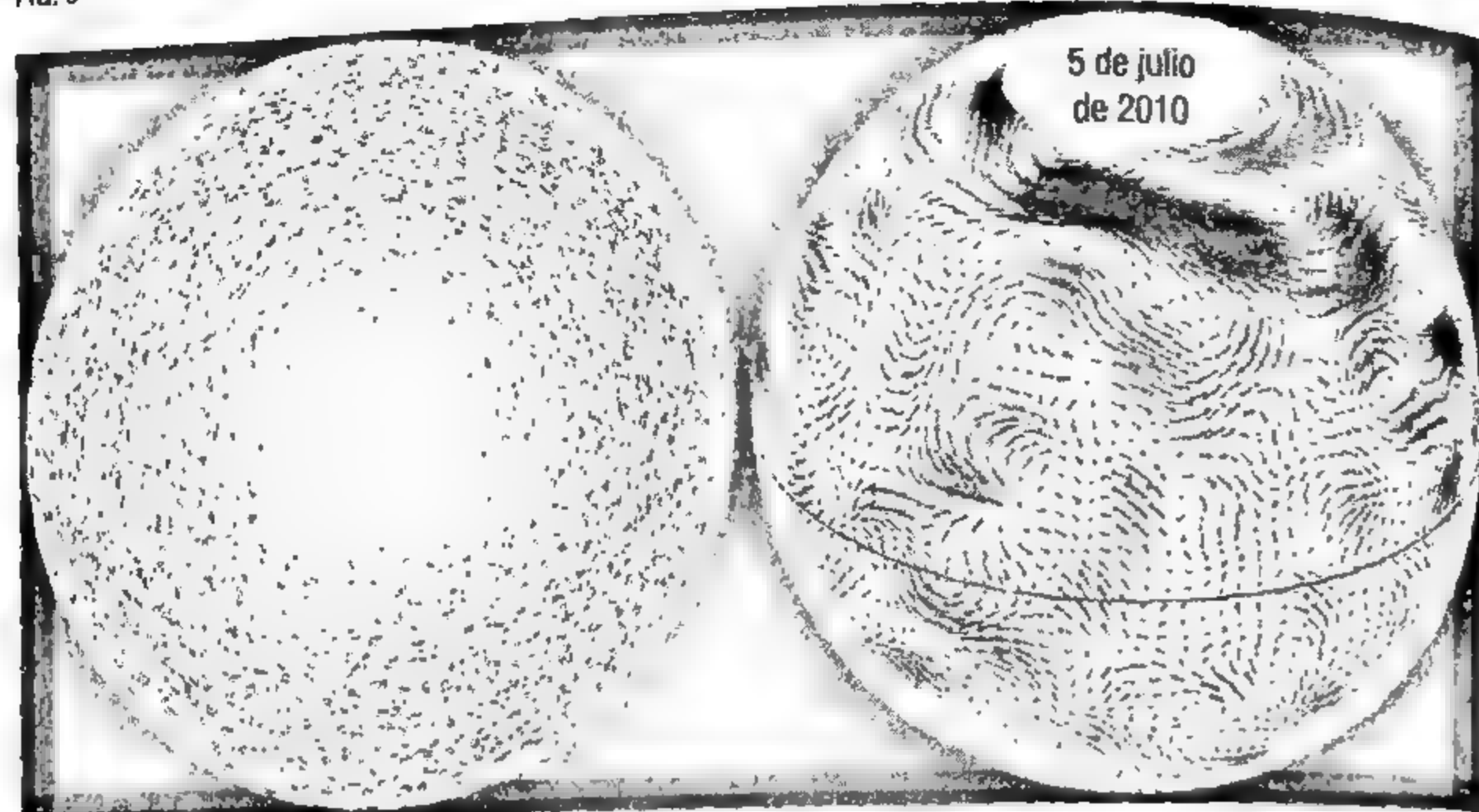
El francés Pierre J. Janssen fue uno de los primeros que fotografió la granulación solar. En una de sus mejores imágenes, obtenida el 13 de agosto de 1877, se mostraba claramente una estructura formada por gránulos brillantes, con diámetros de entre 1 y 2 segundos de arco, separados por zonas de material más oscuro, las *regiones intergranulares*. Años después, el ruso Aleksei P. Hanski (1870-1908) estableció en unos cinco minutos el tiempo de vida de los gránulos, valor no muy alejado de lo que se acepta actualmente. De nuevo, el efecto Doppler salió al rescate y nos permitió visualizar uno de los aspectos más básicos de la convección. Gracias a él, fue posible mediante la observación del desplazamiento de las líneas en el espectro de la granulación, determinar que los movimientos ascendentes ocurren en las zonas brillantes de los gránulos, y los descendentes, en las más oscuras (o intergranulares).

Los estudios teóricos predecían la existencia de otras estructuras convectivas, ubicadas más profundamente en la zona de convección. En 1962, Robert Leighton, Robert Noyes y George Simon, descubrieron que la superficie solar mostraba unas estructuras coherentes con tamaños de unos 30 000 km, a las que llamaron *supergranulaciones*. Además del tamaño, pronto se comprobaron otras diferencias importantes con respecto a la granulación. Los movimientos ascendentes (50 m/s) y descendentes (100 m/s) se concentraban en la zona central y en los már-



Las fáculas (arriba) se observan en torno a manchas solares aunque también pueden localizarse aisladas, ya que aparecen antes y desaparecen después que las manchas. En la imagen central, los gránulos solares tal como los dibujó William Huggins. Abajo, imagen de la granulación obtenida con el telescopio NSVT en el Observatorio del Roque de los Muchachos. La línea blanca de arriba a la izquierda corresponde a 5 000 km de superficie solar.

FIG. 5



A la izquierda, supergránulos visibles por su señal de velocidad Doppler. A la derecha, trayectorias de las celdas gigantes. Datos obtenidos por el experimento HMI del Solar Dynamics Observatory.

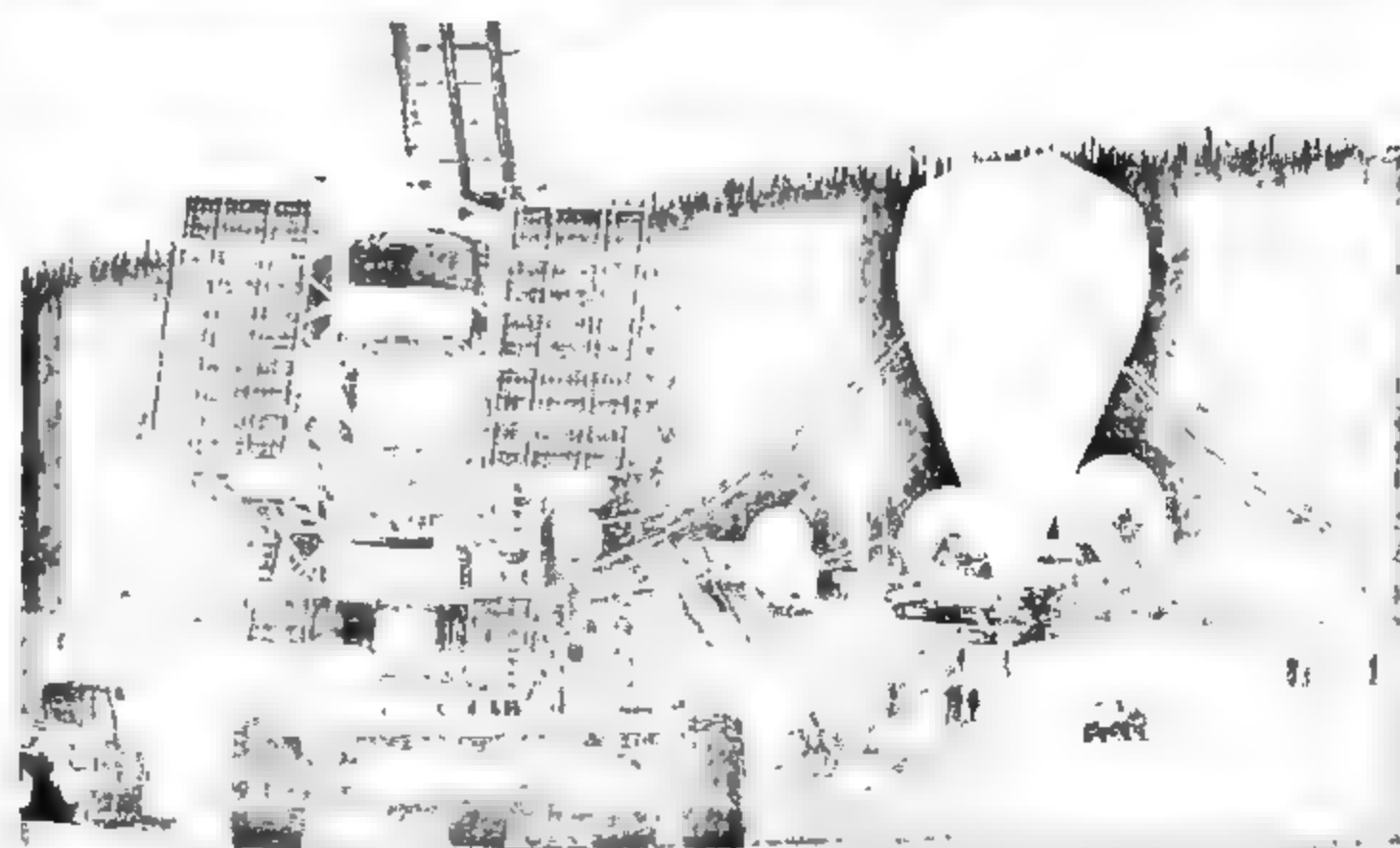
genes de la celda, respectivamente, mientras que los transversales (200 m/s) eran los dominantes en el resto, que constituía la mayor parte de la celda. Si obtenemos un mapa de velocidades Doppler del disco solar (figura 5, izquierda), la supergranulación no será visible en las cercanías del centro. Al igual que el tamaño, el tiempo de vida de las celdas supergranulares también es mayor, en muchos casos superior a un día.

Las fáculas visibles en el centro del disco solar se concentran en los bordes de los supergránulos, donde son llevadas por los movimientos horizontales de la supergranulación. Así se forma la *red fotosférica*, que se denomina *activa* cuando está cerca de una mancha o *tranquila* cuando se encuentra en una zona no perturbada. Son los asientos de los campos magnéticos que hemos descrito con anterioridad.

Durante mucho tiempo se pensó que el campo magnético emergía de la superficie solar tan solo en forma de campos intensos (de más de 1000 gauss) y en determinadas zonas (manchas y fáculas). El resto, se creía, eran zonas no magnéticas. Las zonas

OBSERVACIONES DESDE GLOBOS

El uso de globos ha sido una herramienta muy utilizada por los científicos. Durante el siglo XIX el objetivo era estudiar la atmósfera terrestre *in situ*. Desde 1950, los físicos solares instalaron telescopios en globos para evitar durante un tiempo la turbulencia atmosférica que afectaba sus observaciones. Un consorcio formado por científicos e ingenieros alemanes, españoles y estadounidenses diseñó y construyó el SUNRISE, un telescopio de 1 m de diámetro cuya misión era medir los campos magnéticos y los movimientos convectivos de la superficie solar. De los dos instrumentos que llevaba, el IMAx, un magnetógrafo, fue construido por un grupo español del IAC (Instituto de Astrofísica de Canarias), el IAA (Instituto de Astrofísica de Andalucía), el INTA (Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial) y la Universidad de Valencia. El lanzamiento tuvo lugar en Kiruna (Suecia), y la idea era que el globo ascendiese a 40 km y fuera llevado por las corrientes circumpolares hasta hacerlo descender, después de varios días, en una isla del norte de Canadá (véase la trayectoria en la imagen superior). El primer vuelo duró del 8 al 14 de junio de 2009, seguido años después por una segunda ascensión que tuvo lugar del 12 al 17 de junio de 2013.



Arriba, trayectoria seguida por el primero de los globos soltados para estudiar los campos magnéticos y los movimientos de convección de la superficie solar por encima de la atmósfera terrestre. A la izquierda, momento anterior a la suelta del globo cargado de helio.

interiores de los supergránulos son el refugio de lo que siempre se había denominado como «Sol en calma», regiones de las que no emergían líneas de campo magnético y que cada vez habían ido perdiendo zonas de influencia. Conforme se ha ido investigando, se ha visto que tal dicotomía es, fundamentalmente, un problema de sensibilidad de los instrumentos de medida. Zonas no magnéticas (en calma) hay cada vez menos. Estos campos, en las zonas en «calma», son mucho más débiles de los citados anteriormente, del orden de 200 gauss, y parecen estar bastante desorganizados. Su mecanismo de generación se localiza en la parte superior de la zona de convección.

Estructuras todavía mayores, del orden de 200 000 km de diámetro, habían sido también predichas por los citados modelos teóricos. Sin embargo, los intentos para detectarlas no habían dado sus frutos. Muy recientemente, observaciones desde el espacio han permitido visualizarlas (figura 5, derecha) como estructuras inclinadas con respecto al ecuador y velocidades de unos pocos metros por segundo. Parecen ser decisivas de cara a transportar momento angular desde los polos hacia el ecuador, dando lugar a la rotación diferencial que se observa en la superficie.

El estudio del Sol no se termina en la fotosfera, desde donde nos llega la mayor parte de la luz, ya que se conocen multitud de fenómenos que ocurren en zonas externas a ella. Muchos de estos, sorprendentes y enigmáticos, siguen estudiándose efusivamente para alcanzar una comprensión más profunda y completa de nuestra estrella.

CAPÍTULO 4

Las capas exteriores del Sol

Durante un eclipse total de Sol, la repentina aparición de la oscuridad es un fenómeno que siempre ha impresionado a los seres humanos. En el sistema solar, la combinación de los tamaños de la Tierra y la Luna es la única que permite visualizar un eclipse de la estrella, una afortunada circunstancia que favoreció el avance de la ciencia astronómica.

Como ha sucedido con otros tantos espectáculos de la naturaleza, los eclipses llevaron a sus testigos a interpretarlos en términos mitológicos: danzas de los dioses, batallas cósmicas o frecuentemente precursores de sucesos catastróficos. Un sentimiento del que, sin duda, se aprovecharon las élites dominantes de las primeras civilizaciones. Desde los primeros tiempos, algunos sectores de la sociedad acumulaban información para ser capaces de conseguir su predicción. Para ello se deben conocer tres parámetros. Los dos primeros, la duración del año solar y del mes lunar, debieron de ser pronto accesibles a los primeros observadores. No tan fácil resultó la determinación del periodo de rotación de los nodos lunares, que son los puntos de intersección del plano de la órbita lunar con el plano de la eclíptica.

Los babilonios siguieron con detalle los movimientos del Sol y la Luna, y fueron capaces de realizar predicciones con una exactitud de menos de dos horas. Más al este, los chinos desarrollaron, hace unos 3000 años, un calendario basado en los eclipses. Cuando no se cumplía una predicción no suponía ningún problema, ya que había sido la voluntad del emperador la que lo había impedido. La

llegada de los jesuitas en el siglo xvii ayudó a los chinos a mejorar sus sistemas milenarios de predicción.

En general, las descripciones de los eclipses eran bastante simples, pero la situación fue mejorando paulatinamente. Al ocultarse la superficie solar por la Luna, aparecía una zona luminosa en derredor de la estrella, indicadora de la existencia en ella de capas exteriores que, sin embargo, permanecieron durante siglos fuera del alcance del estudio científico. Los halos que rodeaban a las divinidades pueden tener relación con la observación de esas capas exteriores, al tiempo que un Sol con alas se representa en varias culturas, como en la egipcia.

El estudio de estas capas exteriores ha deparado no pocas sorpresas a lo largo de la historia de la física solar. Como puede verse en la imagen de las págs. 26-27, desde dentro hacia fuera, se dividen convencionalmente en *cromosfera* y *corona*, separadas por una delgada *zona de transición*.

LA CROMOSFERA

Se atribuye al sueco Birger Vassenius (1687-1771) la primera observación, durante el eclipse del 13 de mayo de 1733, de unas nubes rosáceas separadas del borde de la Luna, a cuya atmósfera pensó que pertenecían. Antonio de Ulloa (1716-1795) fue un marino español, interesado en las ciencias. En uno de sus libros, publicado en 1779, *Observación en el mar de un eclipse de Sol*, describe su visión de un eclipse total ocurrido el 24 de junio de 1778. A pesar de que el movimiento del barco no le permitía apuntar cómodamente el anteojo al Sol, pudo observar, poco antes de la conclusión del eclipse, un punto rojizo en el borde oeste del disco solar. Probablemente fue una de las primeras descripciones de la existencia de una capa de la atmósfera externa del Sol: la *cromosfera*.

El 22 de diciembre de 1870, el estadounidense Charles Augustus Young (1834-1908) se dispuso a observar, en la localidad andaluza de Jerez, un eclipse total de Sol. Colocó la rendija del espectrógrafo tangencialmente al borde solar, justo en el lugar donde debería

desaparecer el último rayo de luz procedente de la fotosfera. El resultado fue óptimo y pudo observar durante breves instantes el llamado *espectro flash* (véase la imagen superior de la pág. 99). Se trataba de la transición de un espectro de absorción (el que se observa habitualmente del Sol) a otro puramente de emisión al eliminarse la contribución de la radiación continua de la fotosfera por el apantallamiento lunar. No quedaba la menor duda de que las capas externas del Sol estaban en estado gaseoso.

Entonces, surge una pregunta. ¿Cómo se podría observar la cromosfera fuera de las circunstancias tan particulares que supone un eclipse? La solución pasaba por obtener una imagen casi-monocromática del Sol en una de las líneas intensas del espectro flash. Seleccionando esas longitudes de onda en concreto, estaríamos detectando luz procedente solamente de la cromosfera. Las líneas espectrales: H α (656,3 nm) y el doblete de Ca II (393,3 y 396,8 nm) eran las mejores candidatas.

El primer paso, hacia 1890, fue el *espectroheliógrafo*, un instrumento que permitía aislar una de las líneas espectrales citadas sobre una rendija. La luz era enfocada sobre un detector y la rendija se movía mecánicamente a lo largo del disco solar para formar una imagen completa, lo cual llevaba su tiempo. El paso siguiente fue el desarrollo de filtros, centrados en las líneas citadas, que dejaban pasar menos de 0,05 nm del espectro, y observar todo el disco solar. Eran los filtros birrefringentes de Lyot y Öhman, que vieron la luz en la década de 1930. Las empresas alemanas Halle y Zeiss los desarrollaron industrialmente y después de la Segunda Guerra Mundial eran accesibles a los investigadores solares. En los últimos tiempos se han desarrollado instrumentos tipo interferómetro de Fabry-Perot, que hacen esa labor con una mejor resolución espectral, incluyendo mapas de velocidades y del campo magnético.

En la imagen inferior de la pág. 99 se observa la cromosfera en la línea H α . Las zonas brillantes de las fáculas de la fotosfera se han vuelto más brillantes y extensas.

Tres cosas no pueden ocultarse durante mucho tiempo: el Sol, la Luna y la Verdad.

SIDDHARTA GAUTAMA (BUDA)

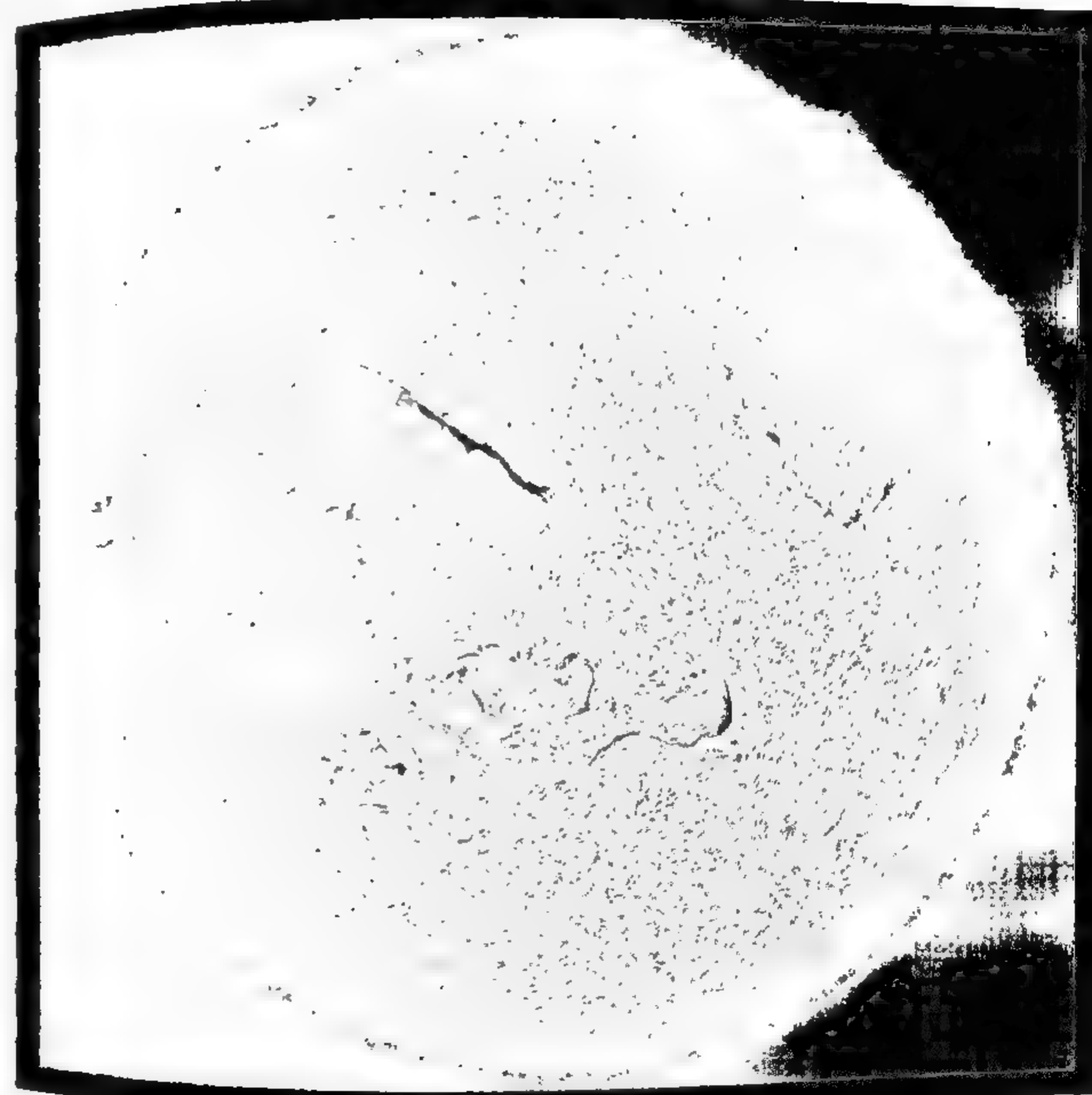
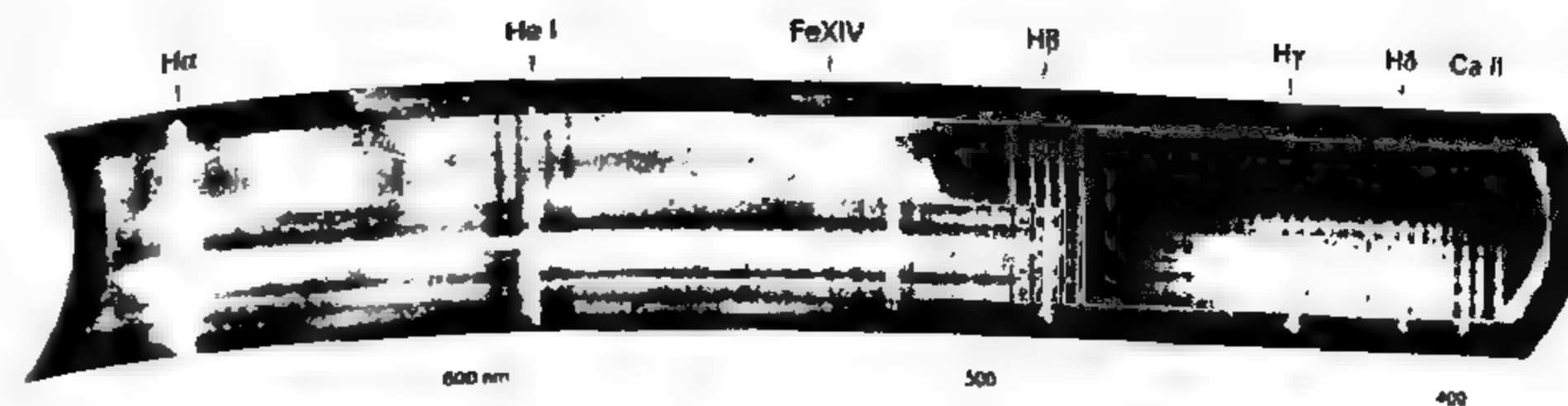
La explicación de esta diferencia se encuentra en un simple equilibrio de presiones entre la zona magnética, donde emergen las agrupaciones de líneas de campo, y los alrededores ($P_{\text{atm}} = P_{\text{int}} + P_{\text{mag}}$). Al disminuir con la altura la presión del gas en los alrededores, el tubo magnético se expande, con lo que el campo magnético B disminuye. Debido a que el flujo magnético ($\Phi = B \cdot A$) se ha de conservar a todas las alturas del tubo, la sección de área A ocupada por este en la cromosfera aumentará, llegando a solaparse con las contribuciones de fáculas individuales, cercanas, ancladas en la fotosfera (figura 1, pág. 100).

Otro fenómeno de la cromosfera llamó la atención durante los eclipses. El interés se había centrado en unas estructuras visibles en el borde solar en forma de grandes arcos, que recibieron el nombre de *protuberancias* (véase la imagen superior de la pág. 101). Observaciones con los filtros citados permitieron visualizarlas en el centro del disco como unas estructuras alargadas, que recibieron el nombre de *filamentos*, como se aprecia en la imagen inferior de la página contigua. Estos arcos, anclados en la fotosfera, se extendían hasta las capas más exteriores.

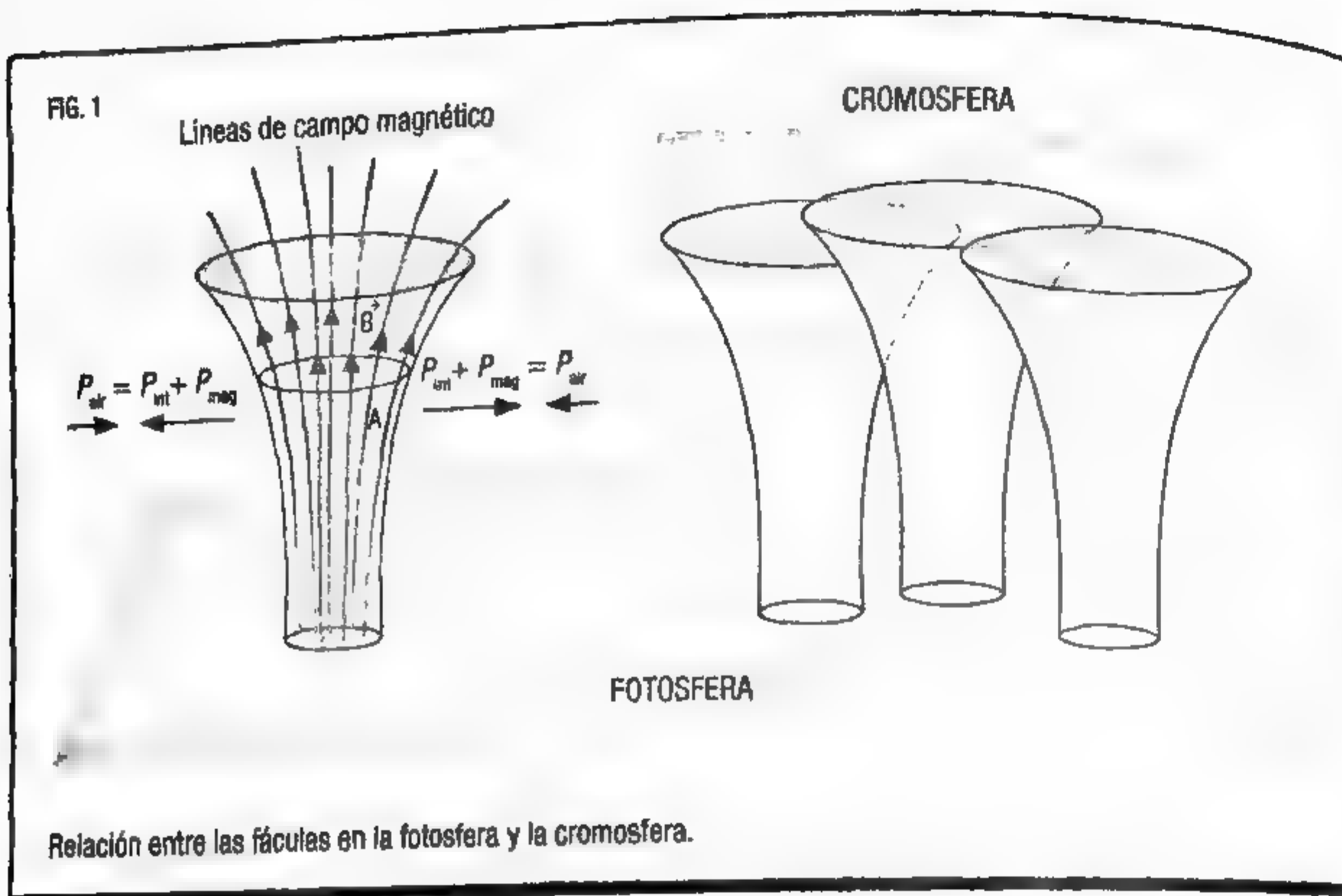
Resulta que la mejor información de la cromosfera la podemos obtener de imágenes y espectros en la región ultravioleta, como las que proporcionan la sonda SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) y el telescopio espacial SDO (*Solar Dynamics Observatory*) (véase la imagen inferior de la pág. 101).

LA CORONA

Los eclipses mostraban también que las capas externas no se circunscribían a la cromosfera. Se tenía una extensa zona que a veces circundaba completamente al Sol. Resultaba evidente, pero no se conocía si esta pertenecía al Sol o a la Luna. Observando desde Nueva York el eclipse del 16 de junio de 1806, el astrónomo español José Joaquín de Ferrer y Cafranga (1763-1818) describió cómo el disco lunar presentaba un anillo redondo en su derredor con un color perla. De su borde surgían muchos rayos luminosos que se proyectaban hasta unos tres grados de distancia angular.



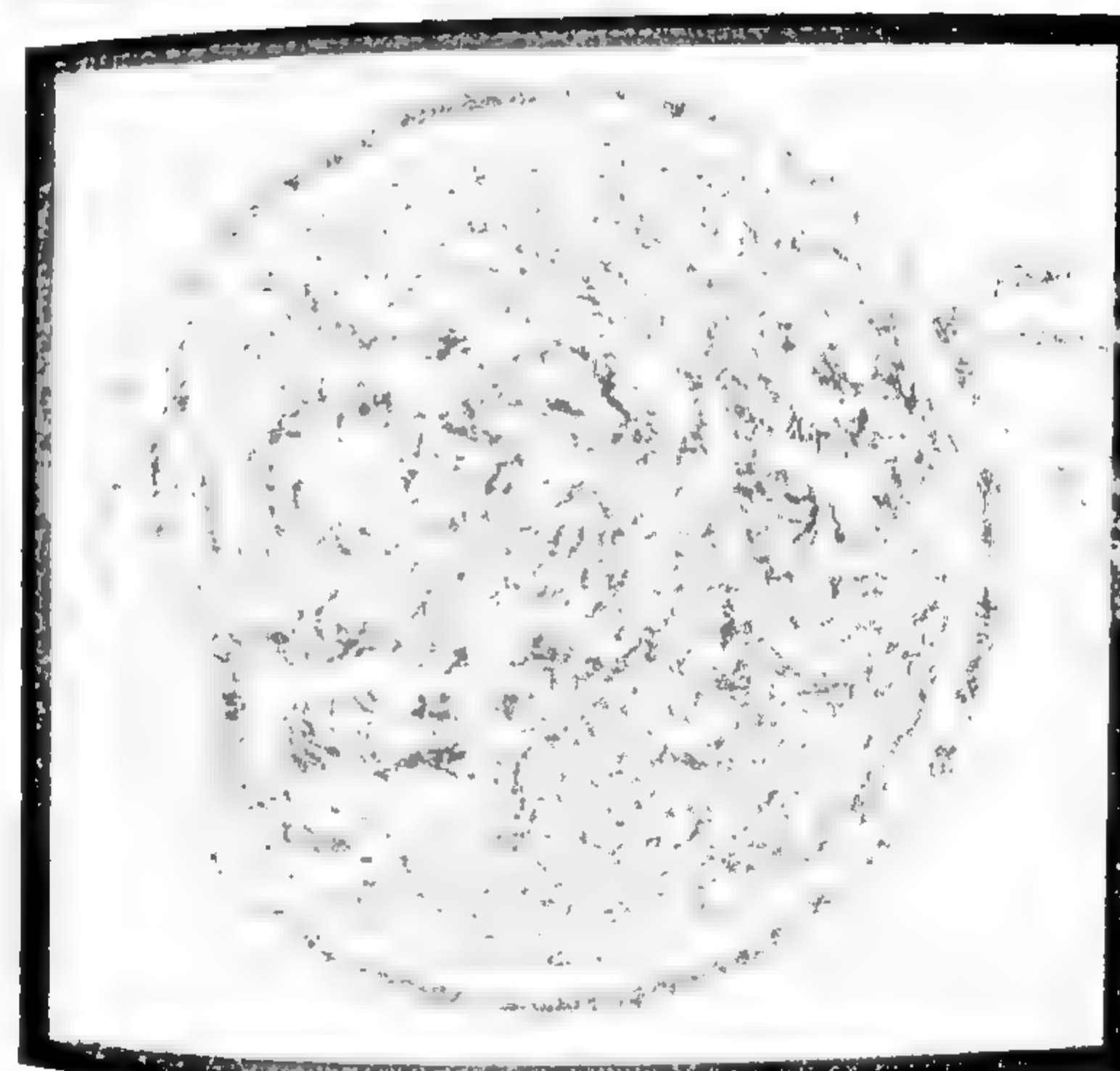
La imagen superior muestra el espectro flash, con las líneas de emisión, de las capas exteriores del Sol, obtenido durante el eclipse total de 1999 en Hungría. Abajo, imagen de la cromosfera solar (línea H α) obtenida a través de un filtro; se aprecian fáculas en una región activa, y filamentos y protuberancias en el borde solar.



Fue el primero que utilizó el nombre de «corona» para referirse al anillo luminoso y lo atribuyó correctamente al Sol, ya que el tamaño que calculó, unos 560 km, hubiera sido demasiado para la atmósfera lunar. Pero había algo más.

Durante tales acontecimientos se había observado una línea de emisión muy débil en la parte verde del espectro de la corona, pero no parecía corresponder a ningún elemento químico conocido. Ya que se había descubierto anteriormente un nuevo elemento en el Sol (el helio en 1868), no había razón para que no pudiera acompañarle otro, al que Charles Young, en su libro *The Sun*, bautizó con el nombre de «coronio». Sucesivas observaciones en eclipses fueron añadiendo otras líneas coronales, como la amarilla (569,4 nm) y la roja (637,4 nm). Al mismo tiempo se buscaron analogías, desde los volcanes terrestres hasta las lejanas nebulosas, donde también se habían descubierto otras líneas desconocidas atribuibles al presunto elemento «nebulio», compañero de viaje del no menos presunto coronio.

Walter Grotrian (1890-1954) era un físico alemán experto en la estructura de los niveles energéticos de los átomos. En

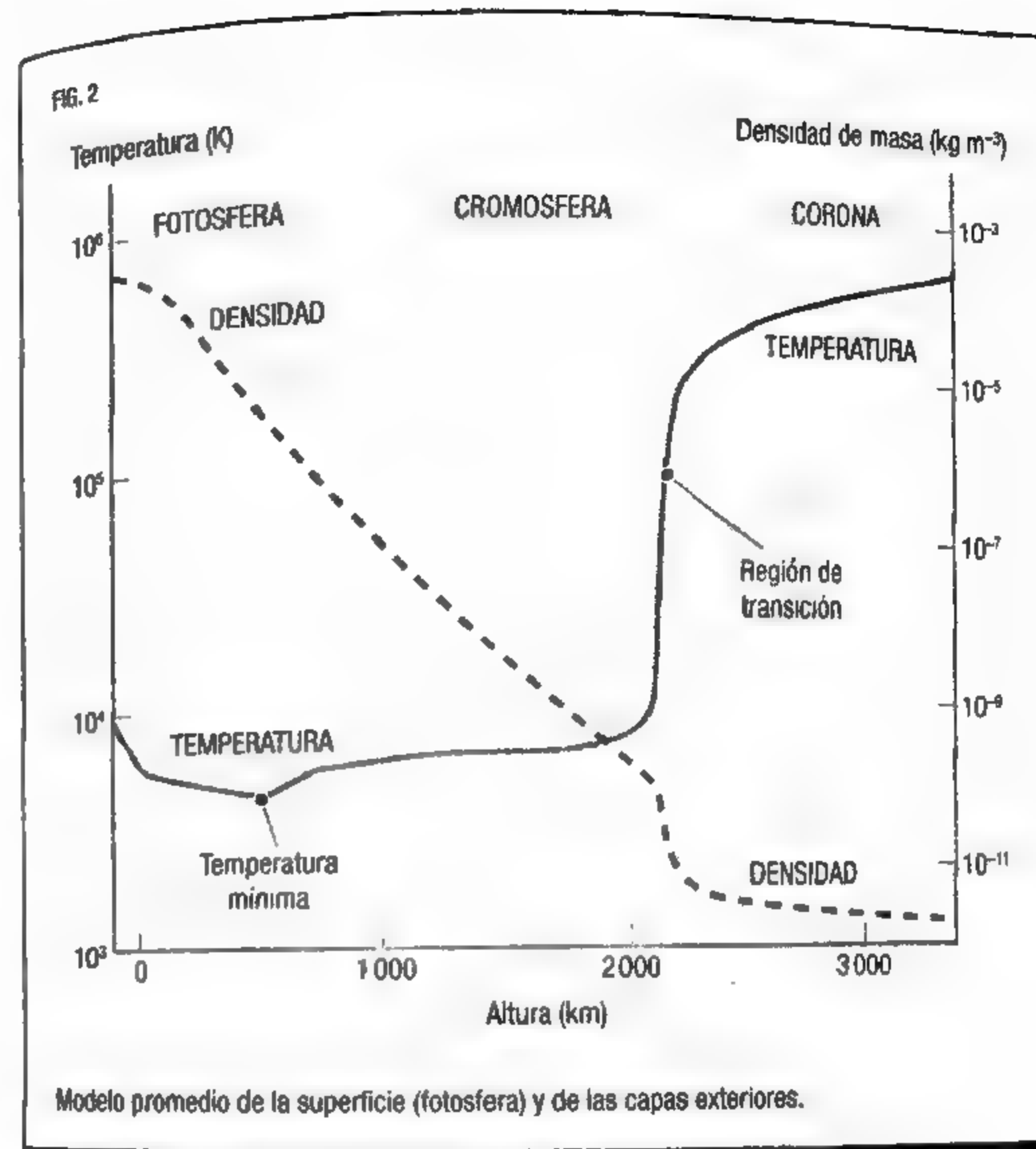


Arriba, gran protuberancia observada en el borde solar el 4 de junio de 1946. La imagen de abajo corresponde a la cromosfera solar en luz ultravioleta (17,1 nm), obtenida por el instrumento EIT (Extreme ultraviolet Imaging Telescope) a bordo del observatorio espacial SOHO.

1939 publicó un breve trabajo en el que demostraba que la línea roja de la corona correspondía al Fe X, es decir, al átomo de hierro nueve veces ionizado, una transición que había sido propuesta poco antes por el sueco Bengt Edlén (1906-1993). Poco después, el propio Edlén identificó todas las líneas conocidas del espectro de la corona. Para que tuviera lugar un proceso de ionización de tal naturaleza, las capas exteriores deberían tener temperaturas superiores al millón de grados y ser capaces, por tanto, de la emisión de radiación altamente energética, como la ultravioleta y los rayos X. Había que poder explicar algo similar a la aparición, sin más, de una llama en un cubo de hielo, algo en aparente contradicción con las leyes de la termodinámica.

Como ocurría con la cromosfera, ¿cómo observar la corona fuera de un eclipse? Esta fue la pregunta básica que había que resolver de nuevo. El caso de la corona, por su menor brillo (un millón de veces menor que la fotosfera) y por sus líneas espectrales más débiles, era más complicado que el de la cromosfera. Bernard Lyot (1897-1952) diseñó, hacia 1931, el *coronógrafo*, aparato que, mediante un disco insertado en la óptica del telescopio, ocultaba la luz de la fotosfera solar permitiendo, de esa forma, visualizar las estructuras de la atmósfera exterior. Sin embargo, con toda su importancia, su aplicación se restringía solamente al borde solar. Finalmente, la solución consistiría de nuevo en ir al espacio y, desde allí, observar la radiación más energética (ultravioleta y rayos X).

Sucesivos trabajos conducirían a elaborar un modelo promedio de las capas exteriores desde la cromosfera a la corona pasando por una región de transición. En la figura 2 podemos visualizar algunos de los resultados modelizados. Aparecen superpuestos dos gráficos: la temperatura en función de la altura (línea continua) y la densidad, también, en función de la altura (línea discontinua). También aparecen delimitadas las diferentes capas. Es interesante resaltar que la densidad disminuye conforme nos alejamos de la fotosfera, mientras que la temperatura aumenta. Nótese la variación tan brusca de temperatura y densidad que ocurre en la región de transición de la cromosfera a la corona:



en muy pocos kilómetros de diferencia, la temperatura sufre un aumento importantísimo. Por los valores de densidad que toma la corona solar, se puede decir que es tan poco densa como el mejor vacío conseguido en un laboratorio terrestre.

La *región de transición* es una capa de tan solo 100 km de espesor, en los que la temperatura asciende desde unos 20000 grados de la cromosfera a cerca de un millón de la corona. Es en esta zona donde se produce el paso de un espectro de líneas de absorción a otro de líneas de emisión.

Las observaciones de la corona desde el espacio indicaban que las estructuras de esta y de la fotosfera eran muy diferentes. Los dipolos magnéticos que emergían de la superficie se visuali-

zaban, en la corona, como *bucles de materia*. La explicación es simple, al menos cualitativamente.

En la superficie solar, la energía cinética de los movimientos convectivos es mayor que la del campo magnético, por lo que el campo tiende a seguir dichos movimientos. En otras palabras, se dice que el campo magnético está *congelado* en el plasma.

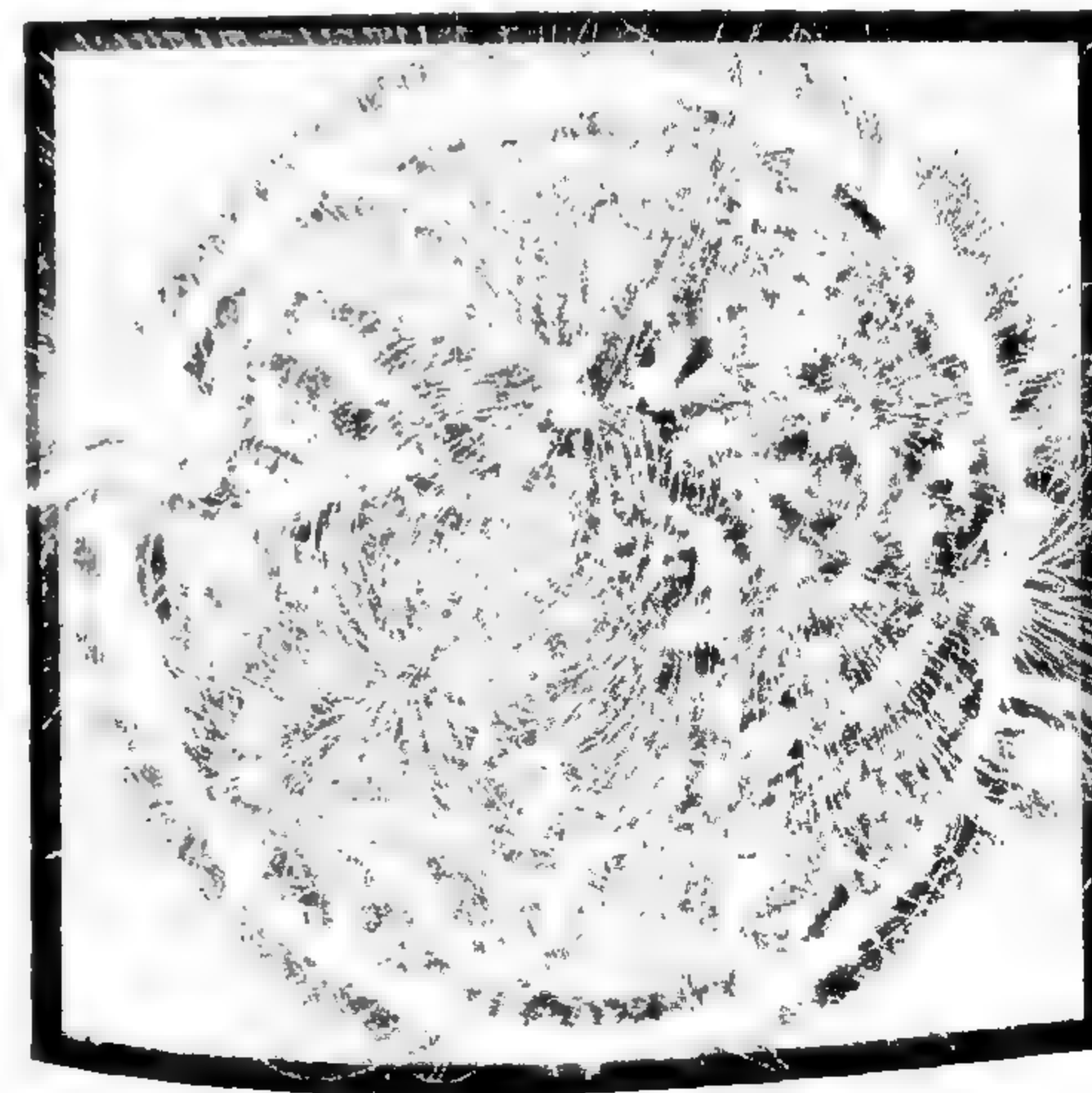
En las capas externas sucede justo lo contrario: la densidad disminuye con la altura, con lo que el material deja de ser arrastrado y se ve obligado a seguir las diferentes líneas de fuerza de los dipolos magnéticos, de manera que se forman los característicos bucles (véase la imagen superior de la página contigua).

La medida del campo magnético de las estructuras de la corona resulta decisivo y complicado. En la fotosfera solar existe el efecto Zeeman, pero en la corona, los campos son mucho más débiles para medirlos. A nivel global, se suele partir de las medidas en superficie para luego extrapolarlas a la corona mediante un modelo teórico. La imagen inferior de la página contigua da una idea de la maraña de líneas magnéticas que cohabitan en la corona. Vemos que, junto a los bucles, existen zonas con una estructura magnética abierta hacia el medio interplanetario y donde la emisión de radiación es menor. Son los llamados *agujeros coronales*. Generalmente se han utilizado los rayos X para su observación, pero desde tierra se dispone de un sustituto en el rango infrarrojo: imágenes tomadas en la línea He I 1083 nm, donde al contrario que con los rayos X, los agujeros coronales aparecen como regiones brillantes.

En resumen, tenemos dos clases de topologías del campo magnético en la corona: las abiertas, que se manifiestan en los agujeros coronales, y las cerradas, en los bucles.

CALENTAMIENTO DE LAS CAPAS EXTERNAS

Dos preguntas fundamentales todavía abiertas son: ¿cómo se calientan dichas capas externas a un millón de grados si la fotosfera está a unos «pocos» miles de grados? y ¿cómo la energía se de-



Estructuras en forma de bucle en la atmósfera solar observadas desde la sonda TRACE (arriba). La imagen de la izquierda muestra las líneas del campo magnético en la corona, calculadas a partir de las medidas en la superficie solar. Se han superpuesto a una imagen en ultravioleta de la corona obtenida por el satélite SDO (Solar Dynamics Observatory).

posita en las diferentes capas? En principio, podemos tener un calentamiento mediante las ondas acústicas, de las que hemos hablado al final del primer capítulo (modos p). Podría ser una contribución apreciable en las regiones no magnéticas de la cromosfera, pero la inhomogeneidad de las capas externas y la relación del brillo coronal con las concentraciones del campo magnético hace pensar más bien en algo relacionado con el magnetismo.

En la cromosfera tenemos que en las fáculas el calentamiento puede producirse por disipación de una corriente eléctrica por el *efecto Joule*. Que una corriente eléctrica disipe calor es un fenómeno familiar que puede observarse en un secador, en una bombilla de filamento o en una plancha de ropa. Estas corrientes se producen por la interacción entre los campos magnéticos de los pequeños dipolos de la fotosfera. Las estructuras magnéticas son bastante estables, pero pueden sufrir inestabilidades a pequeña escala, en las que la energía magnética se reestructura a un nivel de menor energía, produciendo corrientes eléctricas y, consecuentemente, calentamiento por efecto Joule.

Para la corona, el mecanismo de producción y disipación de energía debe ser más eficiente debido a las temperaturas implicadas de más de un millón de grados. Tenemos una fuerte inhomogeneidad de la corona en las zonas brillantes (bucles: campos magnéticos cerrados) y más oscuras (agujeros: campos magnéticos abiertos). Unas ondas que se propagarían a lo largo de los bucles fue uno de los mecanismos que se estudió más profundamente. Hannes Alfvén (1908-1995) propuso, en 1942, la existencia de ondas transversales que se generaban en un plasma situado dentro de un campo magnético y que emanaban velozmente, a su través, depositando su energía hacia las capas exteriores del Sol. El problema entonces era conocer su fuente en la atmósfera solar y que su número fuera lo suficientemente grande como para calentar la corona. Observaciones en rayos X, con el satélite japonés HINODE, parecen haber localizado chorros (jets) con dimensiones de poco más de 200 km que aparecen en todas las latitudes solares y con la frecuencia necesaria. En palabras del que fue líder del grupo de heliofísica de la NASA, Jonathan Cirtain, estos jets recuerdan el parpadeo al azar de las luces del árbol de Navidad.

El Sol y el clima terrestre

Decía el filósofo griego Heráclito de Éfeso que «todo cambia, todo fluye, nada permanece». Este principio se puede aplicar a todos los fenómenos de la naturaleza, y, por supuesto, al Sol. Las variaciones del flujo de luz que recibimos de nuestra estrella y cómo estos cambios han podido influir en el clima terrestre es lo que se conoce como «clima espacial».

Como ya hemos visto, el descubrimiento de las manchas solares causó no poco impacto entre los filósofos renacentistas, convencidos de que los objetos celestes eran perfectos según la idea de Aristóteles. Las observaciones continuaron, pero curiosamente tuvieron que pasar más de doscientos años para que un astrónomo alemán, Samuel Heinrich Schwabe (1789-1875), se diera cuenta de que su número oscilaba con un periodo promedio de 11 años. Rudolf Wolf (1816-1893), director del Observatorio de Zúrich, pronto vio su importancia e inició una serie de observaciones rutinarias de las manchas solares, investigando, en paralelo, los registros del pasado. De la calidad humana de Wolf dan fe las palabras que pronunció con ocasión de su septuagésimo cumpleaños: «Siempre me he consolado a mí mismo con que, aunque yo no sea un genio, puedo todavía alcanzar mucho que sea útil, cuando se hace el trabajo correctamente y se elige dicho trabajo de acuerdo con el talento».

Las observaciones continuaron hasta 1976 bajo las sucesivas direcciones de H.A. Wolfer (1854-1931), W.O. Brunner (1878-1958) y Max Waldmeier (1912-2000). Tras la jubilación de este último, el Observatorio Real de Bruselas tomó el testigo en tal misión. El Sol había pasado a ser una estrella variable.

El simple conteo de manchas no es el mejor indicador de la actividad solar, ya que existen otras estructuras y criterios, pero sí es el más largo del que se disponen registros. Wolf ideó el llamado *número de manchas*, R , con la expresión $R = k(10g + f)$, donde g es el número de grupos de manchas; f , el número de manchas individuales, y k , una constante de calibración que tie-

Si el Sol no tuviera campo magnético sería una estrella muy poco interesante, como muchos astrónomos creen que es.

R.B. LEIGHTON

ne en cuenta el diámetro del telescopio y las características de cada observación. Puede verse el número de manchas solares, registrado hasta la fecha, en la figura 1. Visualmente se puede comprobar que existe un periodo de variación de 11 años e incluso se puede vislumbrar un periodo

de variación mayor, lo que se conoce actualmente como *ciclo de Gleissberg*, con un periodo de entre 80 y 100 años.

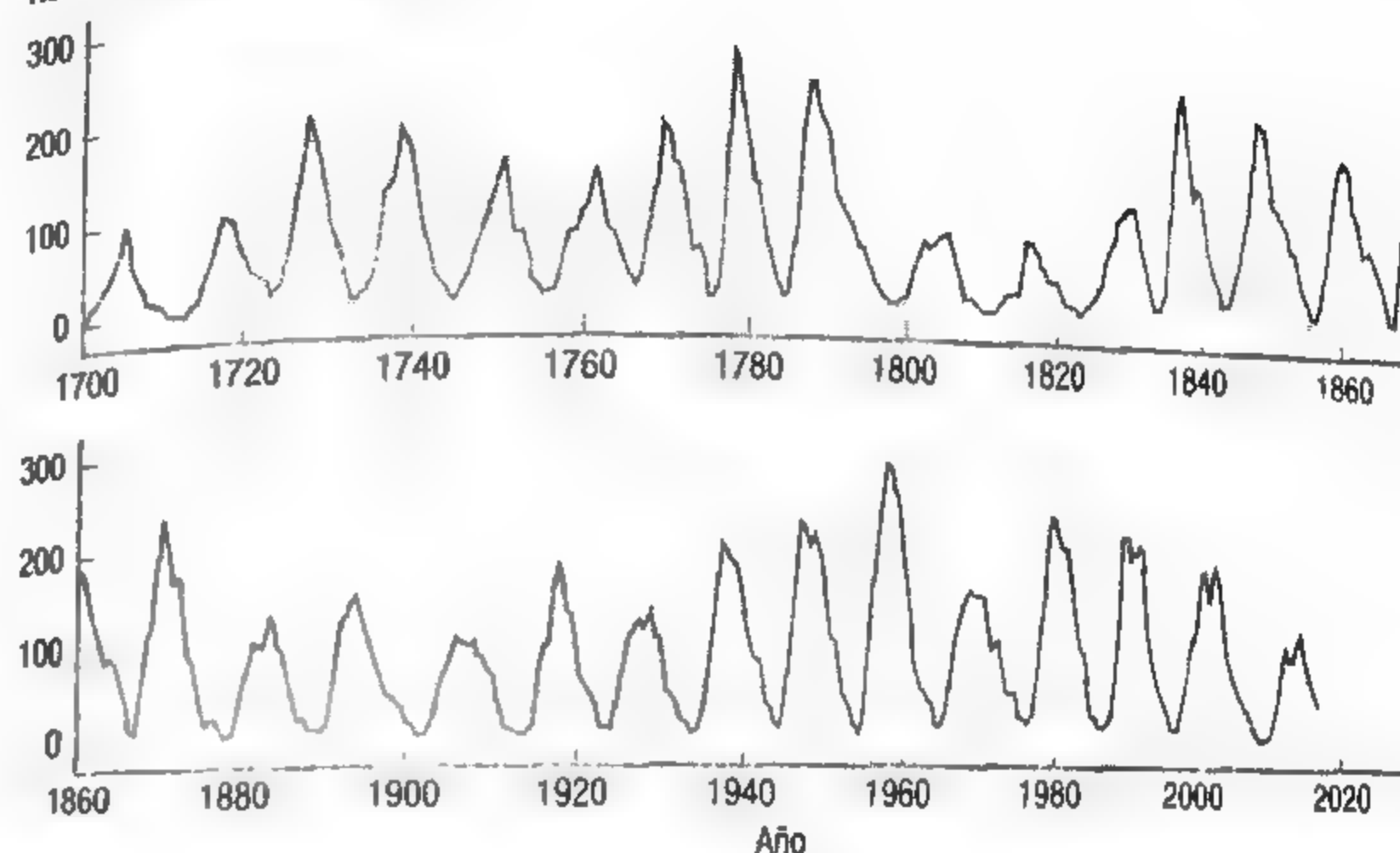
En los últimos años se han revisado críticamente los registros suizos, sobre todo los que Wolf recopiló antes de su época. En este sentido, en la década de 1990 se propuso utilizar el número de grupos de manchas, ya que antes de 1750 existían varias lagunas en los registros diarios de observaciones.

Reconstruir el pasado siempre es complicado. Los telescopios utilizados en el siglo XVIII no solo eran más pequeños que los actuales, sino que estaban afectados por diferentes aberraciones ópticas que hacían disminuir su fiabilidad. Un grupo liderado por el investigador Leif Svalgaard ha emprendido la tarea de construir un telescopio antiguo, del que se conocen sus características, para comparar el número de manchas que este registra con las de un telescopio moderno. Se ha comprobado que los telescopios antiguos subestimaban sistemáticamente las manchas pequeñas.

El ciclo solar tiene otro aspecto llamativo: al principio de cada ciclo de 11 años, las manchas aparecen en latitudes medias, y conforme el ciclo progresa se van acercando al ecuador solar. La representación de variación temporal de las posiciones es lo que se conoce como *diagrama mariposa* (figura 2). Puede observarse que, efectivamente, al inicio de cada ciclo la mayor

FIG. 1

Número de manchas solares



Número anual de manchas solares. Antes de 1750 se registraba la media anual de manchas y posteriormente la media suavizada de 13 meses. El gráfico se ha elaborado con los datos facilitados por el Observatorio Real de Bélgica.

FIG. 2

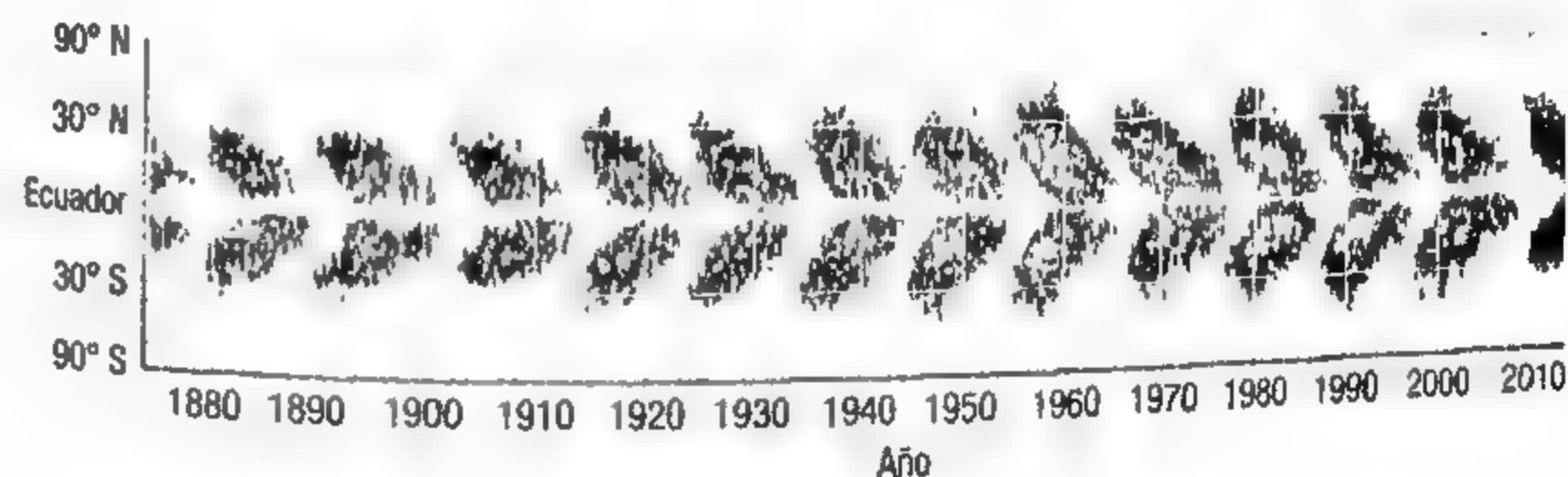


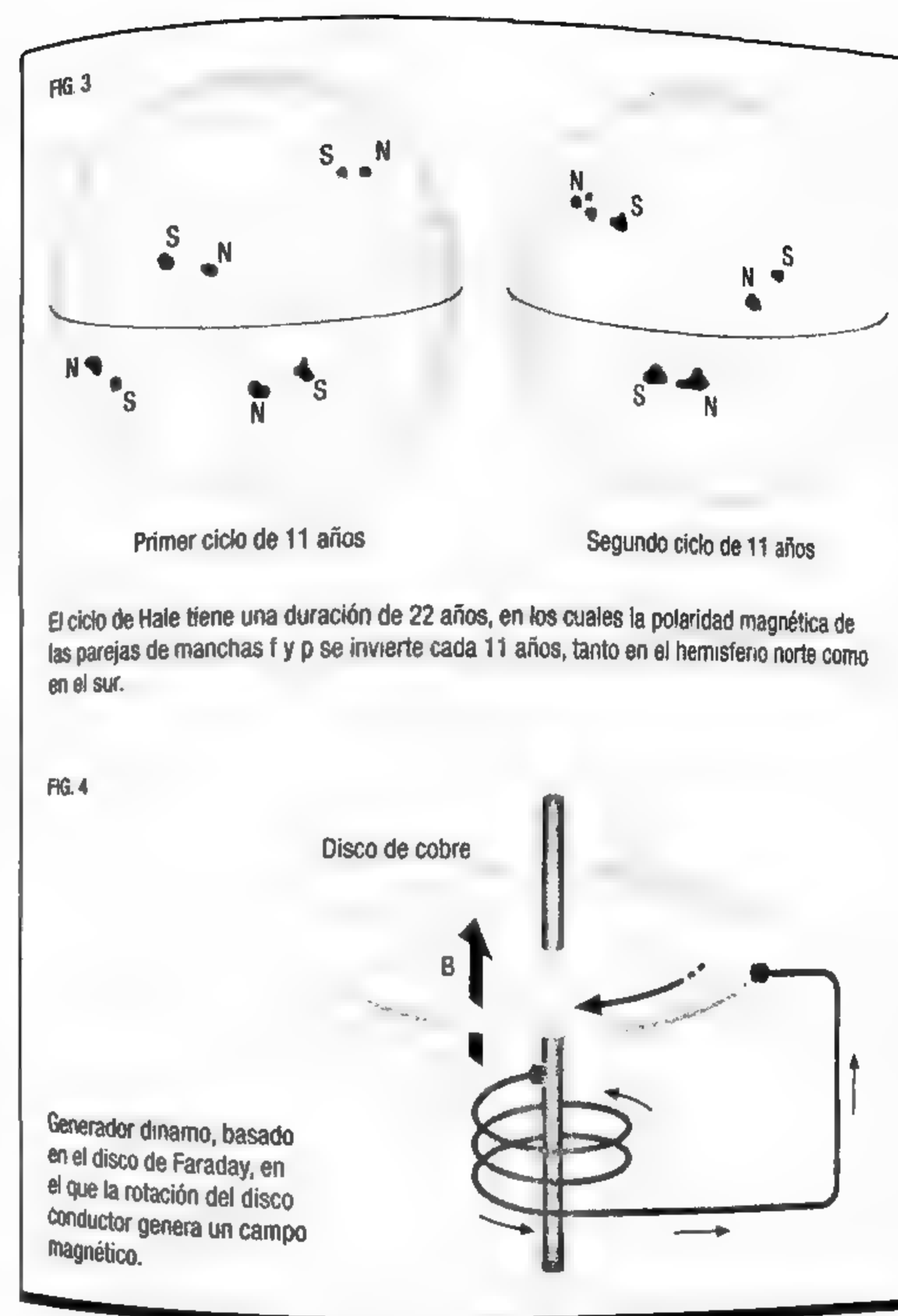
Diagrama mariposa de la actividad solar. Puede verse la repetición del patrón de «alas» en ciclos de 11 años. Cada punto de este diagrama está asociado con el número de manchas solares que han aparecido en un año determinado y en una latitud dada. Puede verse como un ciclo empieza con una distribución de manchas alejadas del ecuador y, conforme este avanza, evoluciona hacia latitudes ecuatoriales.

parte de las manchas se encuentran en torno a los 30° de latitud norte y los 30° de latitud sur, pero apenas las hay en latitudes ecuatoriales. En cambio, en la fase final del ciclo, cada vez hay más manchas hacia latitudes ecuatoriales y menos a 30° N o 30° S. Finalmente, cuando el ciclo está finalizando, apenas se tienen manchas. Este comportamiento se va repitiendo ciclo tras ciclo, dibujando las características «alas de mariposa» que se aprecian en la figura.

Desde el momento en que se descubrió el carácter magnético de las manchas, se buscó de qué modo el magnetismo podía caracterizar un ciclo de actividad. George E. Hale y Seth B. Nicholson (1891-1963) descubrieron, en 1925, que durante un ciclo dado, las manchas delanteras *p* (en el sentido de la rotación solar en el hemisferio norte) tienden a tener la misma polaridad, mientras que las del sur poseen la polaridad opuesta. La situación se invierte en el siguiente ciclo, con lo que, de hecho, se necesita un ciclo de 22 años, el *ciclo de Hale*, para retornar a la situación inicial (figura 3).

Estos cambios tenían que poder ser explicados por una teoría que reprodujera las principales características del ciclo magnético. Sus fundamentos se encontraban en el disco de Faraday, un generador electromagnético de autoinducción desarrollado por el físico y químico británico Michael Faraday (1791-1867). Consiste en un disco de cobre que gira alrededor de un eje fijo, con una bobina de alambre cuyos dos extremos están unidos al eje y al borde del disco, respectivamente. Al hacer girar el disco en el interior de un campo magnético, por ejemplo el terrestre, se induce en el cobre una corriente eléctrica (figura 4). Dicha corriente, al circular por la bobina, producirá un campo magnético adicional que reforzará al inicial, aumentando la corriente inducida, y esta, a su vez, el campo magnético inicial. En resumen, la energía mecánica se convierte en electricidad.

Para la aplicación de la dinamo de Faraday al magnetismo solar fue necesario demostrar la existencia de un fluido capaz de producir tales movimientos mecánicos y que este fuera conductor de la electricidad. La zona de convección solar parece satisfacer estos requisitos. Por un lado, la materia del Sol es un plas-



ma, es decir, consiste en partículas cargadas eléctricamente. Por otro, estas cargas se encuentran en continuo movimiento en la zona de convección solar, debido a la turbulencia existente, y el Sol se encuentra en rotación.

Existen dos procesos contrapuestos que describen la evolución temporal del campo magnético. El primero, la *inducción*,

amplifica el campo magnético, y para su acción necesita un campo de velocidades. En 1934, Thomas Cowling (1906-1990) demostró que para el funcionamiento de una dinamo, el campo de velocidades no podía tener una simetría axial. El segundo proceso, la *difusión*, destruye un campo magnético a una escala de tiempo del orden de L^2/η , siendo L la dimensión característica de la estructura magnética a considerar, y η , una constante llamada difusividad magnética.

La relación entre la inducción y la difusión se expresa por el *número de Reynolds magnético* ($R_m = V \cdot L / \eta$). Sus valores en la zona de convección son del orden de 10^9 , con lo que se favorecen claramente los procesos de inducción frente a los de difusión; en otras palabras, favorecen el funcionamiento de la dinamo. El fondo de la zona de convección es, en concreto, la zona adecuada para la acción de la dinamo.

A LA BÚSQUEDA DE CICLOS

El Sol presenta manchas oscuras sobre su superficie y estas varían con cada ciclo de 11 años. No resultaba nada aventurado pensar que la energía que recibimos del Sol cambiaría con un ciclo semejante. El camino estaba abierto para la búsqueda de una correlación entre el ciclo de manchas y diferentes parámetros meteorológicos. No era un problema difícil de afrontar, ya que la mayor parte de los observatorios astronómicos también tenían estaciones meteorológicas.

Una de las primeras referencias que mencionan una relación entre el Sol y la Tierra la tenemos cuando William Herschel señalaba, en 1801: «Ya que la experiencia nos ha convencido de que nuestras estaciones son a veces severas y otras suaves, solo queda por considerar si se podría adscribir tal diferencia a una emisión más o menos copiosa de la radiación solar».

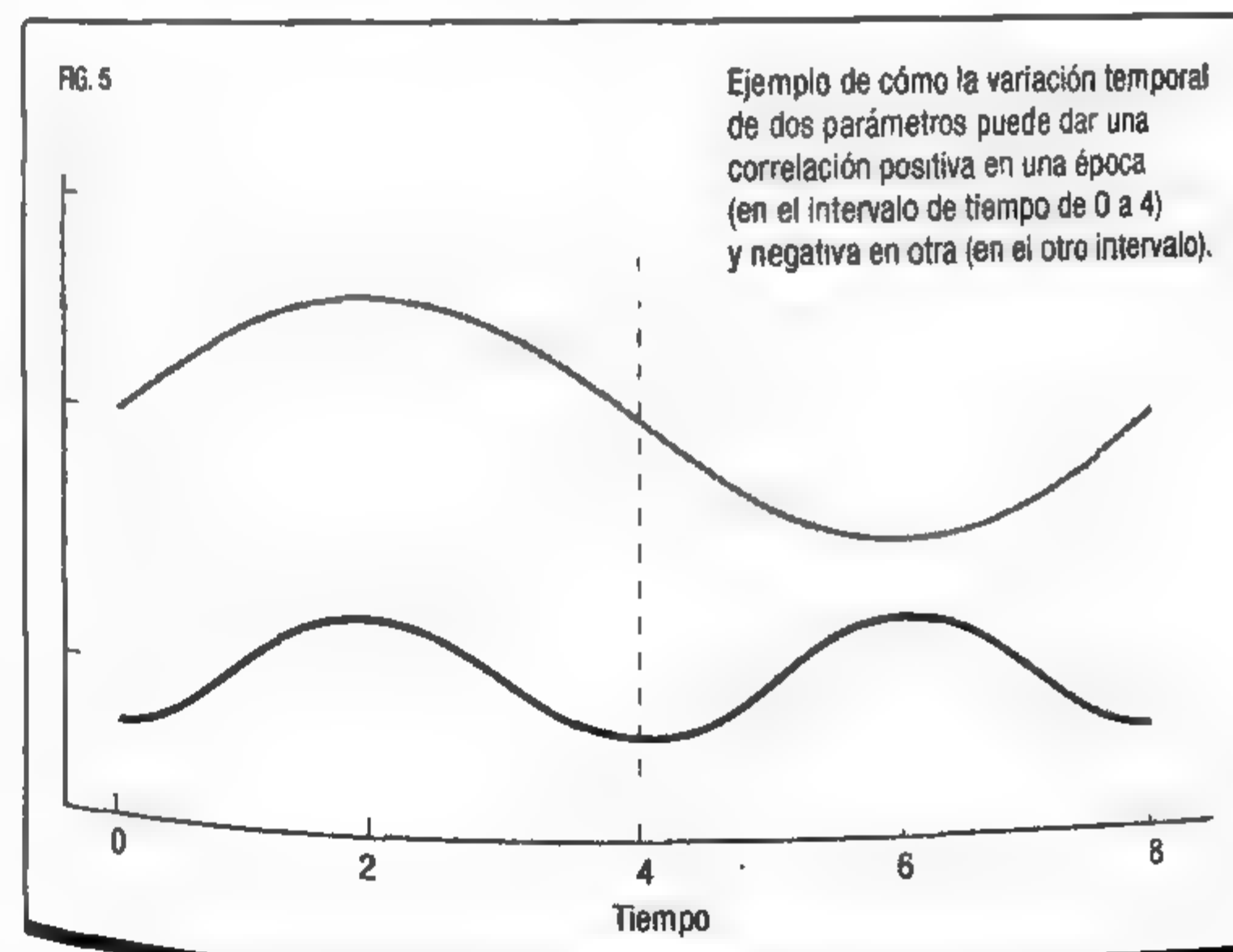
Las reglas básicas del método científico al respecto son muy claras. Primero hay que registrar datos, distribuidos en intervalos de tiempo lo más homogéneamente posible y lo suficientemente espaciados como para poder determinar la periodicidad

buscada. Luego se ha de encontrar un mecanismo que explique la correlación con algún parámetro meteorológico terrestre. Finalmente, dicho mecanismo debe tener una evidencia aparte de ser el agente de dicha correlación. Durante bastantes años la poca duración de las observaciones y su limitación a zonas muy localizadas daban lugar a correlaciones curiosas para las que no había ningún mecanismo que las explicase.

El ejemplo que sigue ilustra un error que se cometió con frecuencia en tales búsquedas. Imagínese que se han realizado medidas de dos señales sinusoidales simultáneas: una representando un parámetro meteorológico, y la otra, un índice de la actividad solar (figura 5). Vamos a suponer que el periodo de una es el doble que el de la otra. Examinando globalmente todo el gráfico se podría decir que las dos señales no están correlacionadas. Sin embargo, si solo se dispusiera de la primera mitad del registro podríamos concluir, equivocadamente, que ambas señales están altamente

En meteorología, como en astronomía, la meta es conseguir un ciclo.

NORMAN LOCKYER, ASTRÓNOMO BRITÁNICO



correlacionadas debido a que las dos aumentan o disminuyen al mismo tiempo. De la segunda parte del registro se llegaría a la conclusión totalmente contraria, es decir, la existencia de una anticorrelación, o correlación negativa.

De toda la maraña de correlaciones, un nuevo hallazgo vendría a dar un impulso a las relaciones entre el Sol y la Tierra.

EL MÍNIMO DE MAUNDER

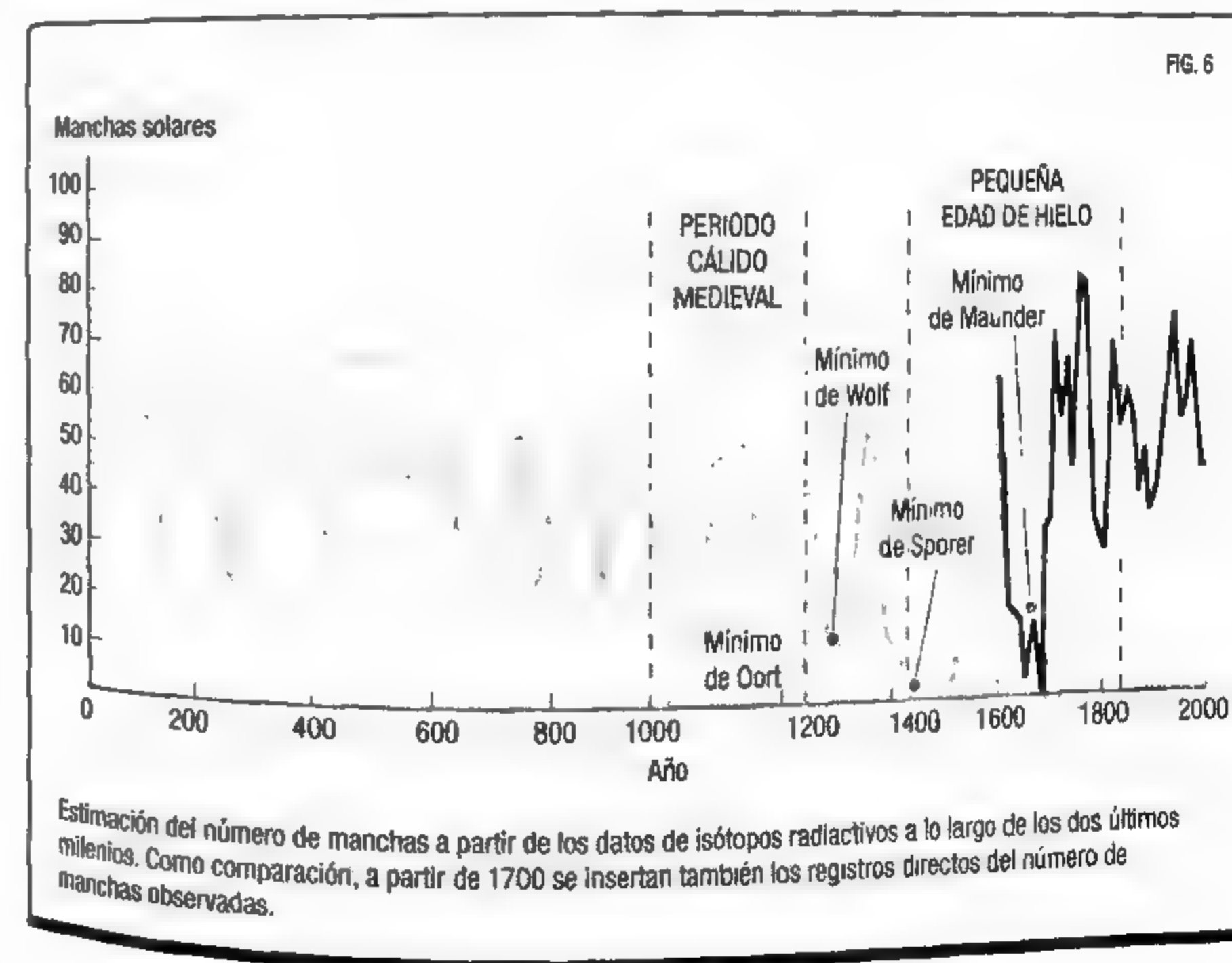
Las variaciones de la actividad solar y su relación con el clima sufrieron un gran impacto con un artículo publicado en 1976 por John A. «Jack» Eddy (1931-2009) en la revista *Science*. El punto de partida del trabajo era recordar un descubrimiento de finales del siglo XIX por astrónomos como Gustav Spörer (1822-1895) y Edward Maunder (1851-1928): la existencia de un periodo de tiempo (la segunda mitad del siglo XVII) en el que las manchas habían desaparecido prácticamente de la superficie solar. Como gran novedad, Eddy aportaba los registros de nuevos indicadores indirectos que atestiguaban tal disminución de la actividad magnética. Este periodo de tiempo se llamó *pequeña edad de hielo*, aunque la evidencia de bajas temperaturas provenía esencialmente de Inglaterra. Se tenían nuevas periodicidades que considerar para verificar que un cambio de actividad solar se traducía en un cambio en el clima terrestre.

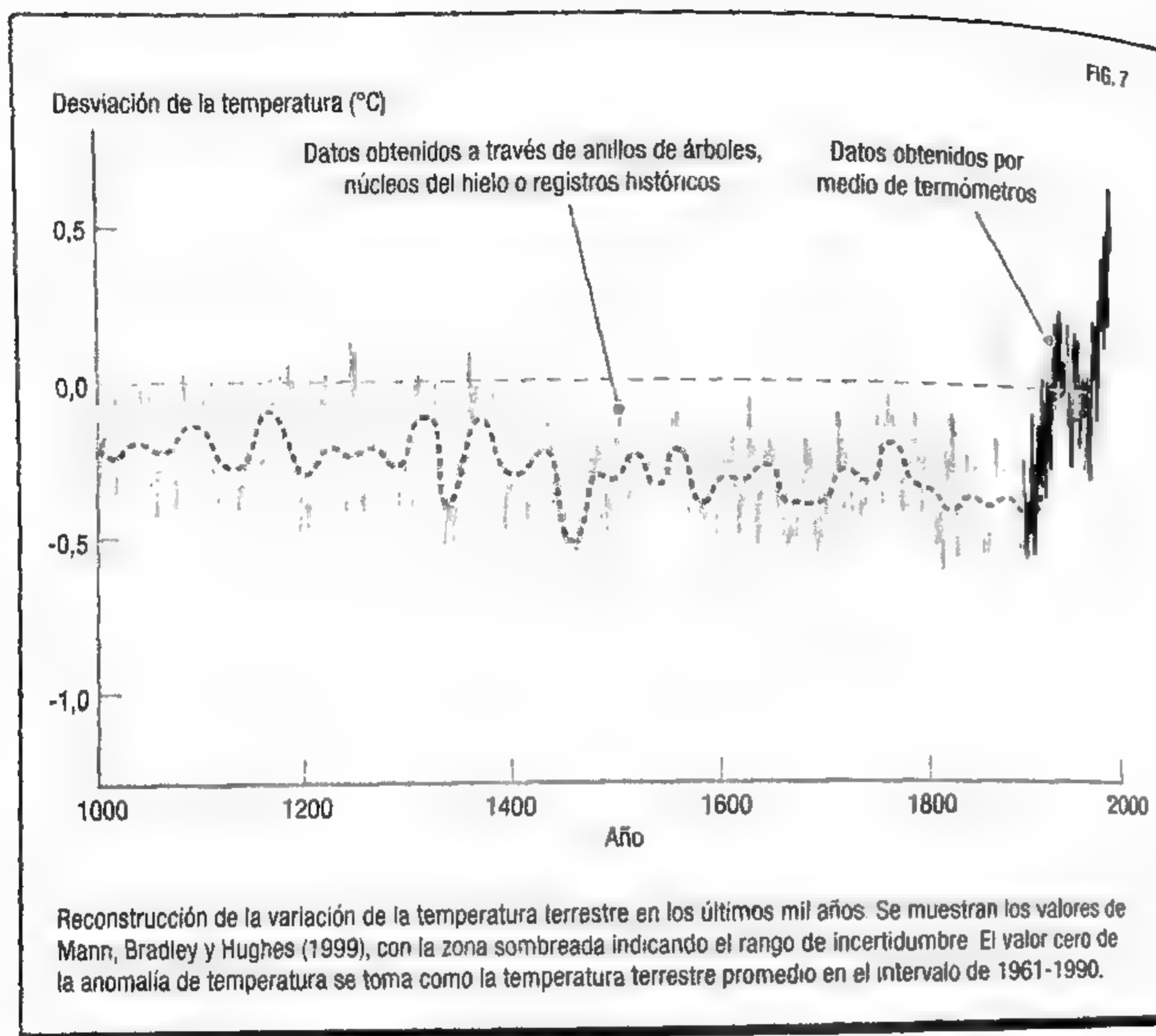
De dichos indicadores indirectos, el más fiable resultaba de la relación entre los rayos cósmicos y el número de manchas. Los rayos cósmicos proceden de zonas exteriores al sistema solar, y al llegar a nuestro sistema planetario, se encuentran con una burbuja magnética, la *heliosfera*, que es una extensión del campo magnético solar. Cuanto más intenso sea el campo de dicha heliosfera, en el máximo del ciclo de 11 años, más dificultad tendrán los rayos cósmicos en penetrar hacia la Tierra y menor será el flujo que se registrará. Dichos rayos cósmicos colisionan contra los componentes de la atmósfera terrestre y forman isótopos radiactivos tales como el ^{14}C y ^{10}Be . Estos son transportados a través de la atmósfera y recogidos finalmente en depósitos te-

restres como los anillos de los árboles y los hielos polares. Los registros de los isótopos citados han permitido identificar varios de estos grandes mínimos en el pasado (figura 6), de los que el *mínimo de Maunder* sería tan solo el más reciente. La expresión «grandes» se emplea para diferenciarlos de los *mínimos de Dalton* o de *Gleissberg* que, teniendo lugar a principios de los siglos XVIII y XIX, respectivamente, corresponden a mínimos del ciclo de 80-100 años.

Esta variación de la actividad solar la podemos comparar con la medida indirecta de las temperaturas en el pasado. La figura 7 nos muestra unos resultados recientes en los que se enmarcan los ya clásicos de Michael Mann, criticados no por sus errores, sino porque demostraban la importancia del calentamiento global actual.

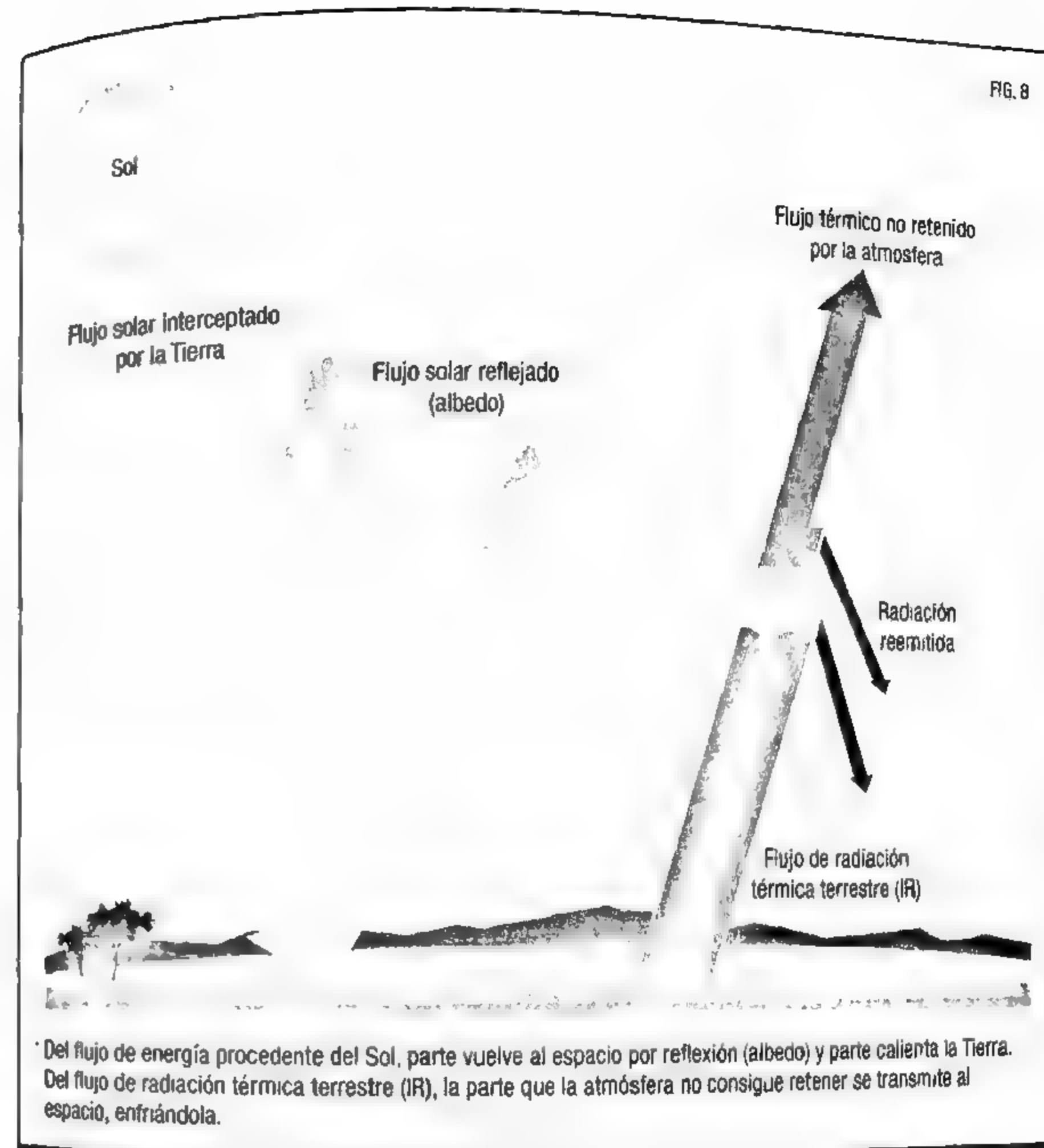
Desde la última glaciación hemos entrado en el Holoceno, un periodo relativamente tranquilo desde el punto de vista cli-





mático, modulado por las variaciones de la actividad solar. Sin lugar a dudas, esta estabilidad ha sido un factor positivo para la emergencia de una civilización a nivel planetario. El grupo de Sami K. Solanki (n. 1958), del Instituto Max Planck (Gotinga), ha realizado la única extrapolación de la actividad solar a escala. De sus datos se deduce que el Sol ha pasado la mayor parte del tiempo en fases de actividad moderada, y aproximadamente una sexta parte en grandes mínimos y otro tanto en grandes máximos.

Demos un salto a la teoría y veamos ahora de qué modo el clima de la Tierra, representado por la temperatura global, se puede ver afectado por un cambio en un agente exterior.



COMPONENTES DEL SISTEMA CLIMÁTICO

Para comprender cómo una variación en la *irradiancia* solar (el flujo de luz que recibimos de nuestra estrella), S , puede influir en la temperatura terrestre, T , hemos de tener en cuenta cuáles son los factores que influyen en un cambio de clima (figura 8). Como primera aproximación, y siguiendo las leyes de la termodinámica, habría que realizar un sencillo cálculo suponiendo un balan-

ce entre lo que calienta el planeta y lo que lo enfría. En otras palabras, para alcanzar el equilibrio, las entradas de energía deben ser iguales a las salidas. Como entrada de energía se tiene el flujo solar interceptado por la Tierra, sustrayéndole la parte perdida por reflexión (llamada *albedo*). Como salida tenemos la fracción de radiación térmica terrestre (IR), transmitida al espacio, debido a que la atmósfera no la ha conseguido retener. Por lo tanto, el balance energético establece que:

Flujo solar interceptado por la Tierra – Flujo solar reflejado por la Tierra (albedo) = Flujo térmico no retenido por la atmósfera.

Supongamos ahora que la Tierra radia como un cuerpo negro y, por lo tanto, la potencia emitida por unidad de superficie se corresponde con la que establece la ley de Stefan-Boltzmann, $\sigma \cdot T_i^4$, siendo $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$, y T_i la temperatura media de la Tierra medida en kelvins (K).

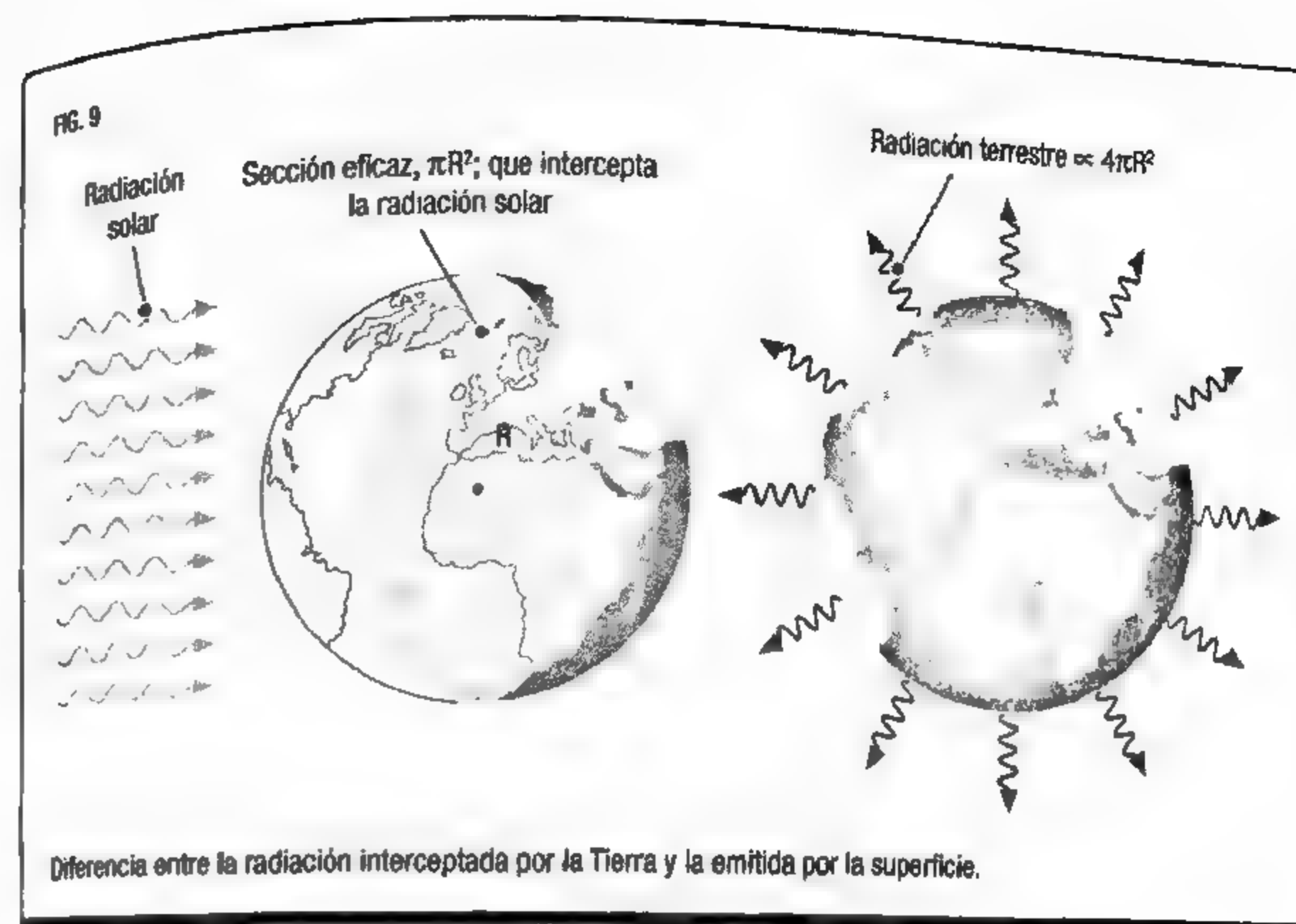
La figura 9 ilustra la diferencia entre la radiación interceptada por la Tierra, proporcional al área de un círculo ($\pi \cdot R^2$), y la emitida, proporcional a la superficie de la esfera terrestre ($4\pi \cdot R^2$). Si denominamos *albedo terrestre* a la fracción de flujo solar reflejada por la superficie y las nubes terrestres, a , tendremos que:

Flujo solar interceptado por la Tierra:	$\pi \cdot R^2 \cdot S$
Flujo solar reflejado por la Tierra (albedo):	$\pi \cdot R^2 \cdot S \cdot a$
Flujo térmico terrestre (IR):	$4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T_i^4$

Pero como se ha señalado, parte del flujo térmico terrestre es retenido en la atmósfera (el llamado *efecto invernadero*), que se modeliza con la fracción g de radiación infrarroja terrestre que es absorbida por componentes de la atmósfera terrestre:

Flujo térmico terrestre absorbido: $4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T_i^4 \cdot g$

De manera que, reescribiendo el balance energético, se puede encontrar T_i en función del albedo terrestre, a , de la fracción, g ,



y de la irradiancia solar, S . Como $a = 0,33$ y $S = 1370$ vatios/m², tomando un valor de g del orden de 0,35, la temperatura resultante es de 288 K (15 °C aproximadamente), es decir, la temperatura media actual. Con un modelo simple se obtiene una buena estimación.

Por consiguiente, cualquier cambio en la irradiancia solar, el albedo o la concentración de gases invernadero ha de manifestarse en un cambio de la temperatura media terrestre.

Lógicamente, los modelos que se emplean son más sofisticados que el simple esquema presentado aquí. Sin embargo, este puede valer para tener una primera aproximación al calcular la temperatura de la Tierra y también de otros planetas con atmósfera.

MEDIDAS DE LA IRRADIANCIA SOLAR

Uno de los retos que debían afrontar los físicos solares era la medida de la cantidad de radiación que realmente llega del Sol,

la llamada *constante solar*. Sin embargo, dos problemas fundamentales tendrían que ser resueltos para ver si este parámetro era la clave para entender la relación entre la actividad solar y el clima terrestre.

El primer problema que tuvieron que sortear se presentó de la siguiente manera. A partir de la medida de la irradiancia solar desde la superficie de la Tierra, se tenía que poder estimar la cantidad de energía que era absorbida por su atmósfera y proceder así a conocer el valor real de la irradiancia que le llega del Sol. El discípulo de Langley, Charles Abbot (1872-1973), desarrolló técnicas más precisas para dicha determinación, mediante la medida a diferentes alturas del Sol sobre el horizonte. Los registros de la medida de la constante solar, que inicialmente fueron muy dispares, mejoraron claramente con el tiempo hasta llegar, a finales de la década de 1950, a unos valores bastante similares.

El inicio de la era espacial prometía medidas más precisas. Se instalaron a bordo de los satélites los radiómetros de cavidad activos, a los que se aplica una corriente eléctrica para mantener una cavidad totalmente absorbente en equilibrio, al hacer incidir a través de una pequeña abertura la luz solar. Sin embargo, el calibrado del instrumento, es decir, la transformación de la corriente eléctrica en unidades de irradiancia solar (vatios por metro cuadrado), no permite mucha precisión, aun en nuestros días.

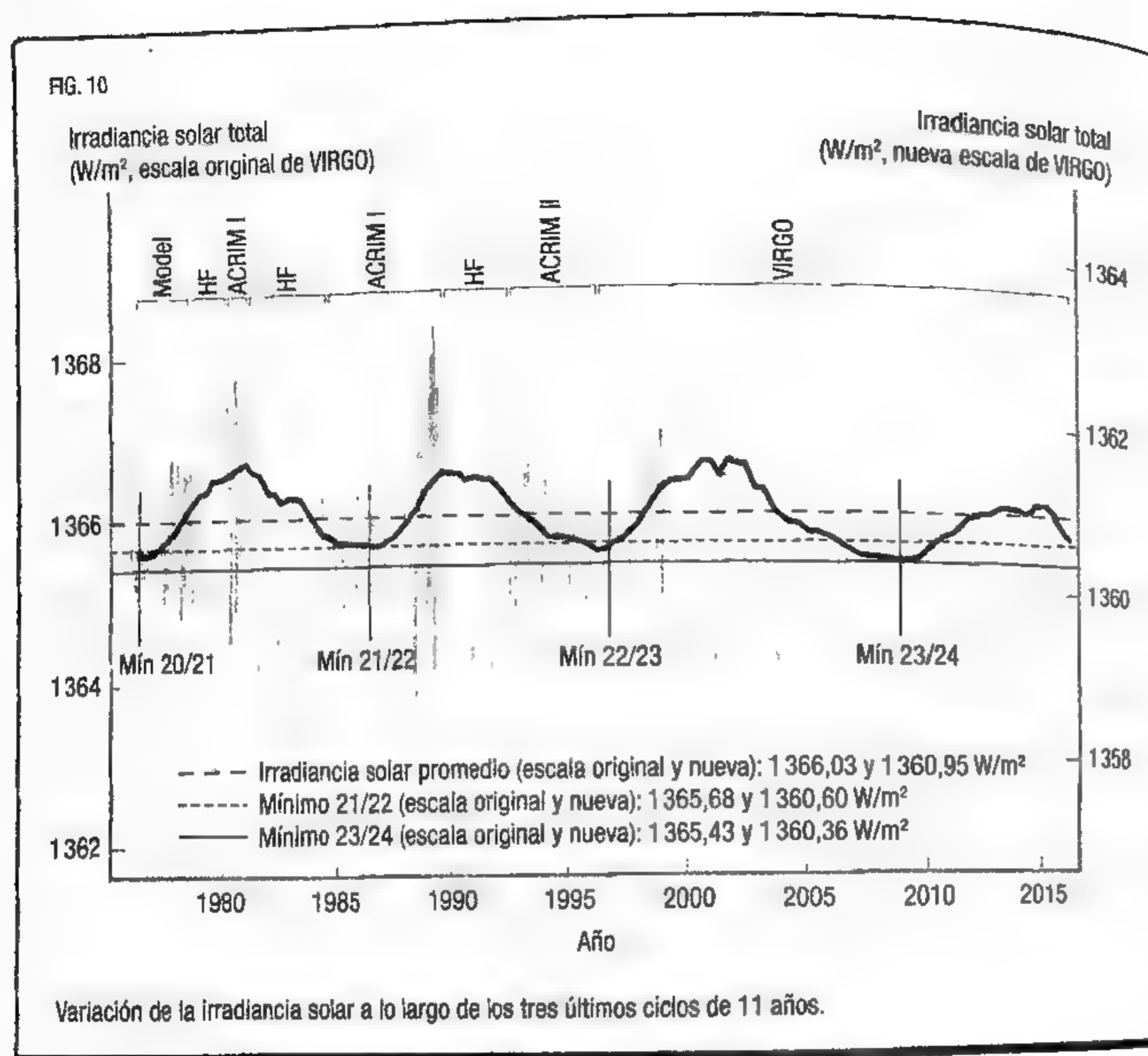
El segundo problema que hubo que sortear planteaba que, si se quiere una determinación fiable de la contribución solar al clima terrestre, hay que conocer el orden de magnitud de los cambios de la irradiancia solar con el ciclo de actividad solar. Se trataba de ver cómo dicha «constante» variaba con el tiempo y con el clima terrestre generalmente representado por la temperatura.

Fue el equipo del Observatorio Smithsonian, con Abbot, el primero que afrontó el problema científicamente. Su objetivo era medir de forma muy precisa la irradiancia solar y correlacionarla con los registros meteorológicos. Consciente de que la atmósfera terrestre limitaba mucho la precisión de sus me-

didias, trató de desarrollar una instrumentación adecuada y de mejorar las técnicas de corrección de los efectos atmosféricos junto con la selección de lugares óptimos para las observaciones. Para este último objetivo, se embarcó en un largo y costoso proyecto de recolección de medidas, tomadas en lugares situados a gran altura en diferentes zonas del globo terrestre. Al emplazamiento original, en el californiano Monte Whitney, se fueron incorporando estaciones en Arizona y Nuevo México. Fuera de Estados Unidos, el equipo se trasladó a diferentes montañas de Chile, Argelia, Sudáfrica y Egipto. También amplió sus medidas a campañas con globos meteorológicos. Sin embargo, trataban de alcanzar un sueño imposible, como pronto se pondría de manifiesto.

Irónicamente, pocos años después de la muerte de Abbot se inició el lanzamiento de satélites meteorológicos con radiómetros a bordo que medían la irradiancia solar. Los primeros registros del Nimbus 7 indicaron que, cuando una mancha cruzaba el disco solar, se producía un descenso del flujo solar, algo esperable. Al ir acumulando suficientes años de observaciones, surgió la sorpresa al comprobarse que el Sol resulta ser más brillante en el máximo del ciclo de 11 años (cuando el número de manchas también es máximo) que en el mínimo. La explicación es que a escalas largas de tiempo, la contribución de las fáculas brillantes es mayor que la de las manchas, que, sin embargo, es la contribución que domina a escala de pocos días. La figura 10 nos muestra las medidas de la irradiancia solar desde 1979 hasta la actualidad. Esta figura merece un comentario adicional: está construida a partir de diversos radiómetros, listados en la figura, instalados en satélites que tienen distintos tiempos de vida. Para ello se han de enlazar diferentes series de registros, utilizando las épocas donde dos series se solapan.

Las variaciones de la irradiancia a lo largo de un ciclo son muy pequeñas, del orden del 0,03%, para que puedan esperarse cambios climáticos significativos. Estas variaciones pueden explicarse, en su mayor parte, considerando solamente las contribuciones de las estructuras magnéticas de la superficie solar, tales como las manchas y las fáculas, de manera que podemos



excluir otras posibles contribuciones de procesos originados en el interior de la estrella.

MECANISMOS DE AMPLIFICACIÓN DE LA ACCIÓN SOLAR

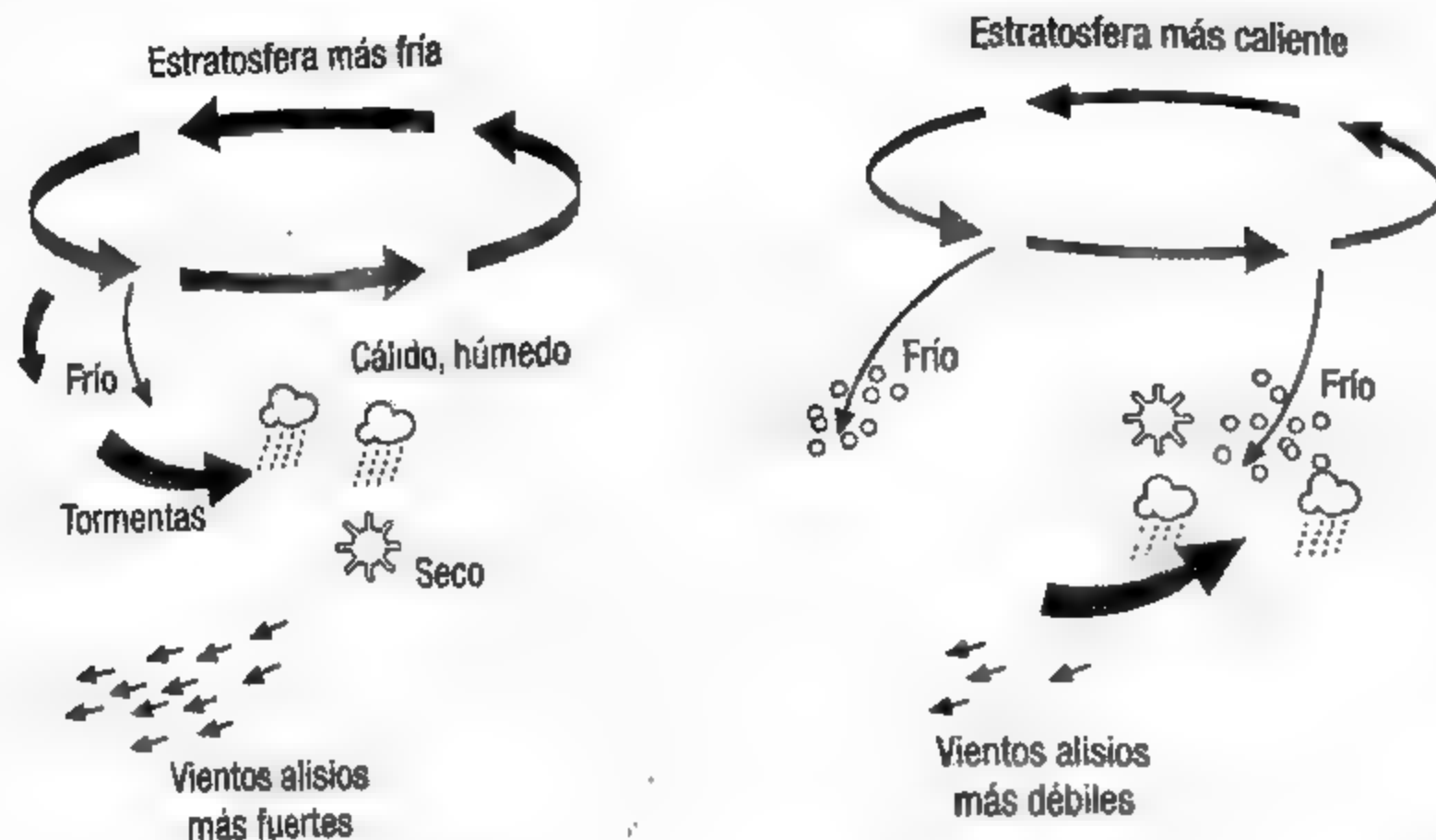
En principio nos encontramos con una paradoja. Por un lado, las medidas de irradiancia indican que la influencia del Sol sobre el clima terrestre no puede ser apreciable, mientras que, por otro, los registros indirectos del pasado hablan de cierta actividad solar en los registros climáticos. Habría que dar con un mecanismo de amplificación de la señal solar que pudiera explicar tal contradicción.

Las capas exteriores de la atmósfera terrestre, desde la troposfera a la estratosfera, muestran una huella apreciable de las variaciones de la radiación solar más energética (ultravioleta y rayos X). Ahora bien, dicha radiación es absorbida por las capas altas de la atmósfera y poca influencia puede tener en la troposfera, donde medimos el clima del planeta. Por ejemplo, se han propuesto varios mecanismos para transmitir el calentamiento de la capa de ozono en la estratosfera debido a la actividad solar hacia las capas inferiores. En la mayoría se utiliza la circulación general de la atmósfera, cuyos cambios pueden dar lugar a respuestas regionales como las que se han sugerido que tuvieron lugar durante los mínimos de actividad solar. Cabe destacar la posible acción de la radiación ultravioleta variable sobre las ondas planetarias (o de Rossby). Estas son como grandes meandros que se forman en los vientos de altura, los conocidos como *corrientes en chorro* (*jet streams*), que existen a causa de los grandes obstáculos orográficos junto con el contraste térmico entre los continentes y océanos. La radiación ultravioleta calienta la estratosfera y así parece intensificar estas ondas planetarias, provocando calentamientos repentinos en el Ártico. Durante el mínimo de Maunder la radiación ultravioleta se debilitó mucho más que la radiación visible. Diversas simulaciones indican que, aunque los cambios globales son pequeños (del orden de medio grado durante el mínimo de Maunder), los efectos regionales pueden ser importantes. La explicación estaría en que tales cambios en la estratosfera llevasen al predominio de una fase, u otra, en modos de variabilidad interna del clima como son la Oscilación del Atlántico Norte (OAN) o la Oscilación del Ártico (OA) (figura 11).

Otra posibilidad es que la acción solar se haya visto reforzada durante estos mínimos, de forma casual, por algún otro agente que produzca un enfriamiento. Las medidas que siguieron a la erupción del Pinatubo en 1992 demostraron que la inyección masiva de aerosoles ricos en azufre por un volcán situado en la zona ecuatorial podía producir un enfriamiento de carácter global durante 2 o 3 años.

Un problema difícil de resolver es que no se dispone de datos climáticos directos de épocas lo suficientemente lejanas del

FIG. 11



La troposfera y estratosfera durante las dos fases principales de la Oscilación del Atlántico Norte (OAN) y la Oscilación del Ártico (OA).

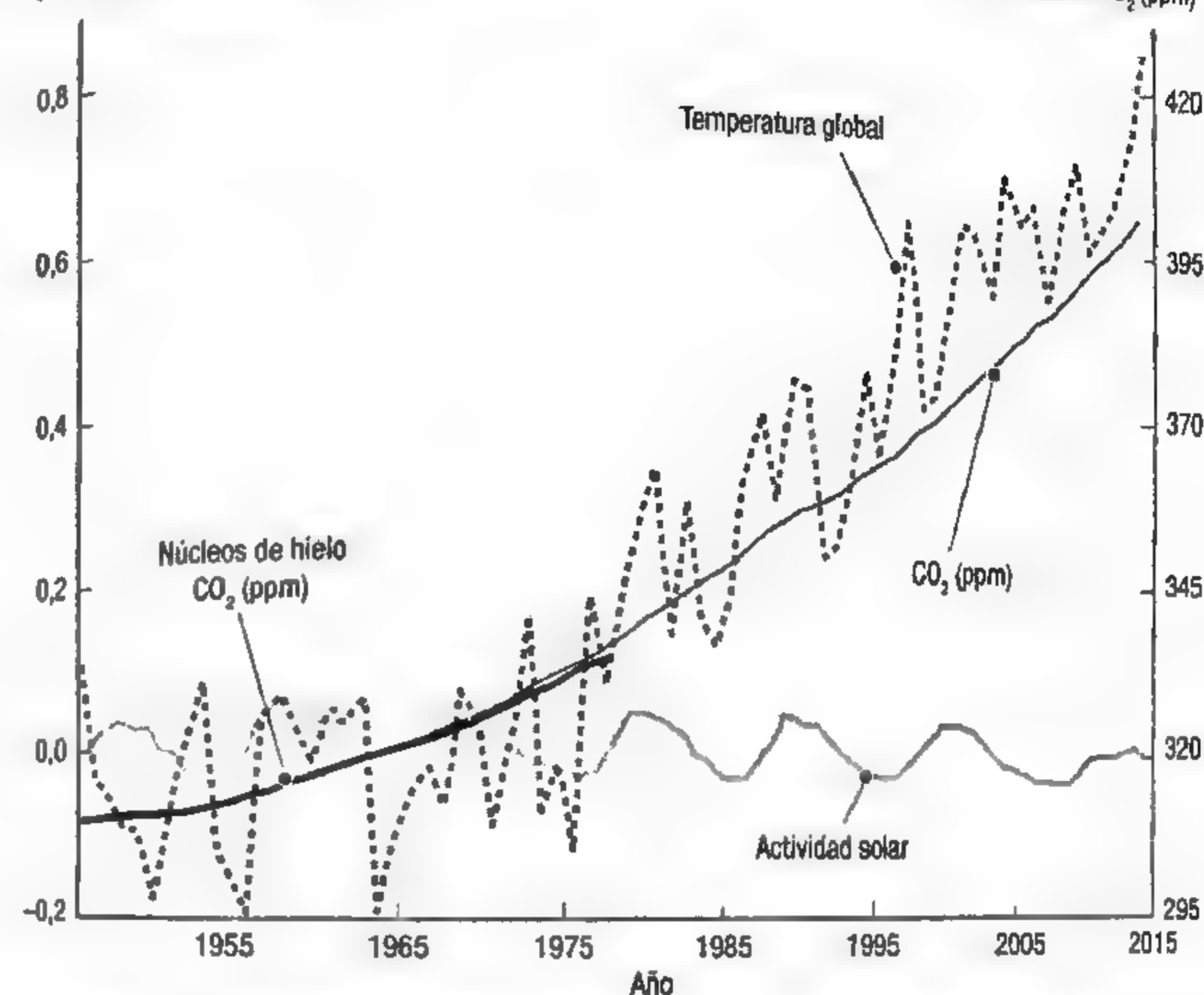
pasado. Si bien en las últimas décadas disponemos de los datos necesarios, no siempre podemos aplicar el principio «el presente es la clave para entender el pasado». Además, recientemente la acción solar se ha visto enmascarada por la de un nuevo ingrediente.

EL CALENTAMIENTO GLOBAL

En los últimos 150 años, la temperatura media del planeta está sufriendo un aumento que se conoce popularmente como *calentamiento global* o *cambio climático*. Lo que resulta llamativo no son los valores absolutos de la temperatura, pues de hecho ha habido épocas mucho más cálidas en el pasado, sino el corto intervalo temporal en el que este aumento está teniendo lugar.

FIG. 12

Anomalía de temperatura (°C)

Concentración CO₂ (ppm)

Comparación de la evolución de las temperaturas globales, concentración de dióxido de carbono (CO₂) en la atmósfera terrestre y el número de manchas solares. Cortesía de Stefan Rahmstorf (Universidad de Potsdam).

Existen numerosos trabajos que indican el nivel de contribución de la actividad solar al calentamiento global observado desde 1880 hasta la actualidad. Sin embargo, en prácticamente ninguno de ellos se da un papel apreciable a dicha actividad (véase un ejemplo en la figura 12). Una razón importante es el carácter cíclico de la actividad solar, que hace que la inercia térmica de los océanos sea suficiente para amortiguar los posibles cambios. Por el contrario, la contribución de los gases de efecto invernadero es exponencial, con tiempos de vida de residencia en la atmósfera de más de cien años.

La meteorología espacial

A diferencia de los ciclos solares, de décadas de duración, capaces de alterar las condiciones climáticas terrestres, existe otro tipo de fenomenología solar que afecta a nuestro planeta a escalas de tiempo mucho más cortas: el flujo de partículas de alta energía que el Sol emite puede generar bonitas auroras y perturbar al mismo tiempo nuestros sistemas de comunicaciones.

Del Sol recibimos un flujo continuo de partículas cargadas eléctricamente: el *viento solar*. De vez en cuando, tanto su flujo como su energía aumentan de forma repentina, dando lugar a las *tormentas solares*. Su descubrimiento en el medio interplanetario tuvo lugar recientemente, poco después de las primeras medidas del viento solar, pero los efectos que ocasionan se han notado desde los tiempos más antiguos. Como dichos cambios tienen lugar a escalas de tiempo de horas o de pocos días, configuran la llamada *meteorología espacial* en analogía con la meteorología terrestre, en contraposición al clima espacial, que tiene escalas de tiempo mucho más largas. Las auroras fueron el primer fenómeno relacionado con este proceso, en el cual han estado interesados tanto los eruditos como el público en general.

Una *aurora* es un aumento transitorio de brillo del cielo nocturno, visible más frecuentemente a latitudes altas. Tienen formas y colores diversos que cambian rápidamente durante las pocas horas que suelen durar.

Para los pueblos primitivos de las zonas polares, el impacto producido por las auroras boreales puede compararse perfectamente con el de los eclipses totales de Sol o las manchas visibles

a simple vista. Extrañas lenguas de fuego se veían a lo largo del cielo y su aparición se relacionaba con mensajes de los dioses, pronosticando catástrofes.

Posiblemente, la primera descripción histórica de una aurora fue realizada hacia el año 2600 a.C. en China: «La madre del emperador amarillo Shuan-Yuan vio un gran rayo de luz circulando alrededor de la estrella Su de Bei-Dou (α de la Osa Mayor) con la luz llenando todo el campo. Entonces se quedó embarazada».

En el mundo occidental Aristóteles señalaba en su *Meteorología*: «Algunas veces, en una noche clara pueden ser vistas unas apariciones que toman forma en el cielo, tales como abismos, trincheras con colores rojos como la sangre».

Un comentario sobre las auroras, que encierra todo el sentido de la filosofía popular, se encuentra en el libro *Kongespeilet* (*Espejo del rey*), escrito hacia 1230: «Por otra parte, sucede lo mismo con las auroras como con otras cosas de las que no sabemos nada. Los hombres sabios proponen ideas y realizan algunos trabajos, y nosotros creemos aquello que es lo más común».

Durante mucho tiempo se pensó que estaban restringidas a las regiones polares, por lo que recibieron también el nombre de luces del norte. La aurora observada en Inglaterra, en 1715, y popularizada por Edmund Halley (1656-1742), llamó la atención de los científicos centroeuropeos y les hizo preguntarse por su origen y sus características.

El francés Jean-Jacques Dortous de Mairan (1678-1771) fue uno de los primeros que propusieron una explicación física al fenómeno, con lo que las auroras pasaron de la mitología y la superstición a la ciencia. En su opinión, la luz de las auroras se producía por un fluido solar que incidía sobre la atmósfera terrestre y sugería que existía algún tipo de relación entre ellas y las manchas solares. Por aquel entonces, solamente había informes sobre auroras en el hemisferio norte. Mairan sospechaba que lo mismo debía de suceder en el sur. Envío una nota al marino español Antonio de Ulloa, que le confirmó haber visto una aurora austral cuando rodeaba el cabo de Hornos en 1745. Años después estos avistamientos fueron confirmados durante los viajes del capitán británico Cook al hemisferio sur, hacia 1770.

Basándose en observaciones propias y en catálogos anteriores, Hermann Fritz (1830-1893) elaboró un diagrama en el que se establecían curvas de nivel que representaban las distintas frecuencias de aparición de auroras boreales en el hemisferio norte (véase la imagen superior de la pág. 135). Allí se mostraba que la frecuencia de aparición de las auroras boreales decrecía a medida que disminuía la latitud terrestre.

Las auroras se disponen formando un óvalo en torno al polo norte magnético. Cuando la actividad solar aumenta, ese óvalo se extiende más hacia el sur. El número de auroras visibles a latitudes medias y bajas es mayor en el máximo del ciclo de actividad magnética de 11 años, y las auroras visibles en latitudes tropicales suelen coincidir con grandes valores del número de manchas, aunque hay excepciones. Para épocas anteriores a la era espacial, todos los diagramas globales de auroras debían tener en cuenta la población que habitaba en la zona y su interés por informar del fenómeno. Curiosamente, en los escritos de los pueblos esquimales prácticamente no se mencionan las auroras a pesar de que era un evento casi diario sobre sus cabezas.

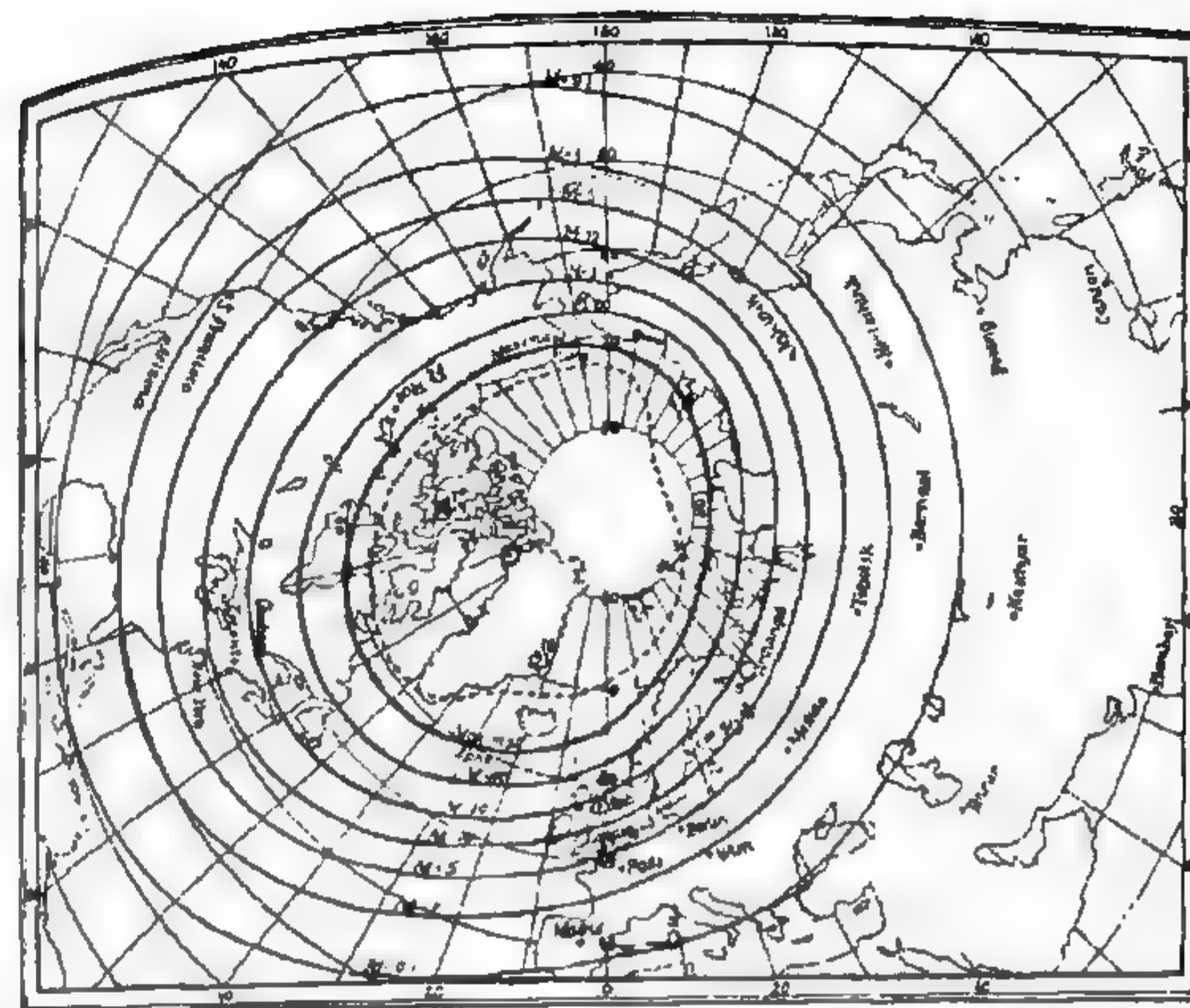
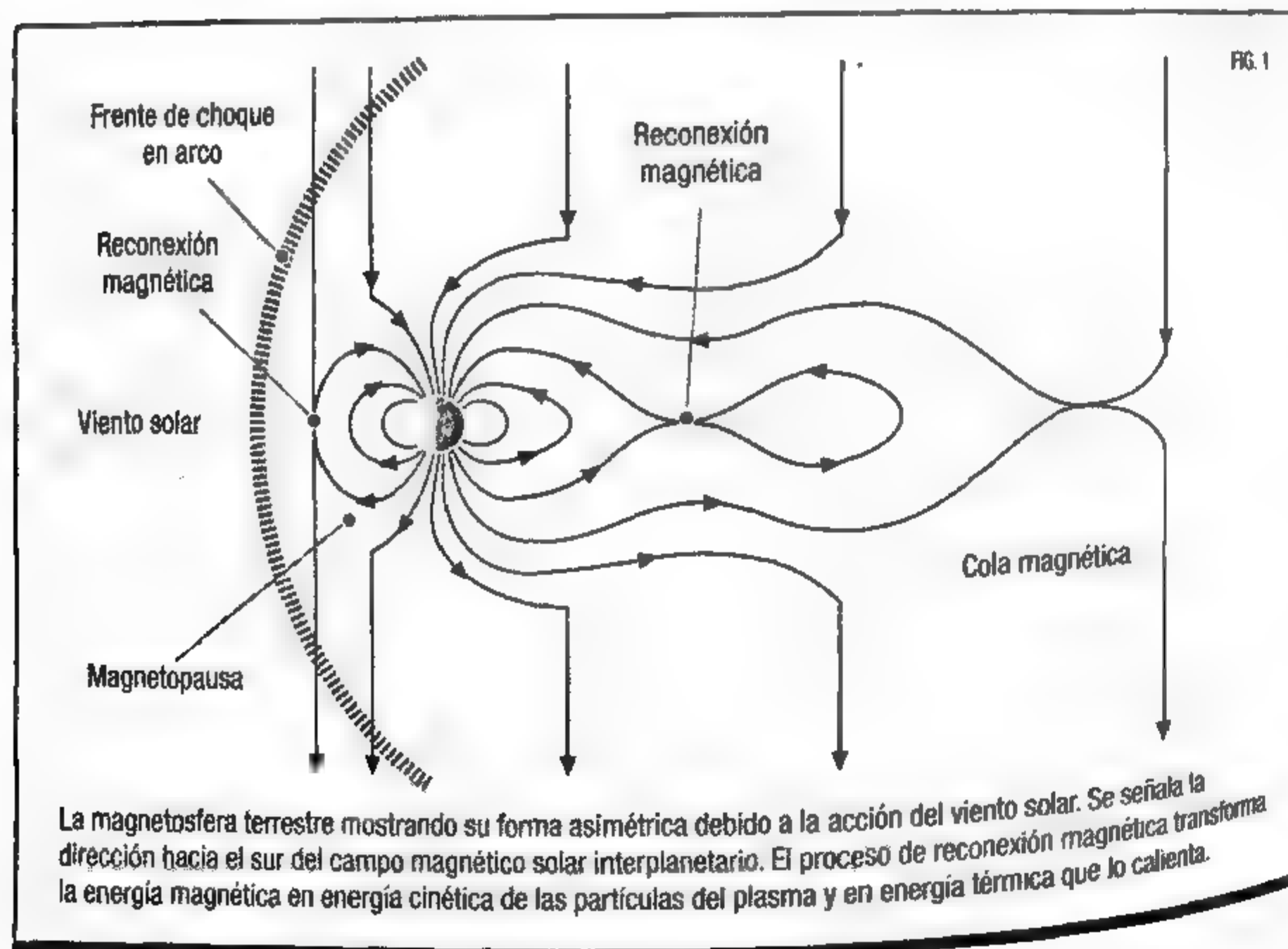
Las auroras de latitudes altas y medias son de varios colores y muy dinámicas. Todo lo contrario ocurre con las que ocasionalmente son visibles en latitudes bajas, que muestran pocas variaciones y son de un color rojo homogéneo.

EL CAMPO MAGNÉTICO INTERPLANETARIO

Vistos con baja resolución espacial, el campo magnético de las capas exteriores del Sol y el viento solar tienen una estructura radial. Al igual que en la corona, las partículas del viento se ven obligadas a seguir la trayectoria del campo magnético. Si ahora tenemos en cuenta que el Sol está rotando, el campo magnético describirá una espiral de Arquímedes en tres dimensiones, como se muestra en la imagen inferior de la pág. 135. Dos de estas dimensiones estarán confinadas en la eclíptica mientras que la tercera, B_z , caracteriza la estructura vertical.

EL CAMPO MAGNÉTICO TERRESTRE

William Gilbert (1544-1603), un filósofo de la naturaleza, se interesó en su juventud por los imanes y su utilidad para la navegación. Realizó numerosos experimentos y finalmente propuso que la Tierra era un gigantesco imán, razón por la cual las brújulas señalan al norte. Los polos de dicho campo no coinciden con los geográficos, estando inclinados unos $11,5^\circ$ con respecto a ellos y cuya posición varía con el tiempo. La explicación de la existencia de un campo magnético terrestre es similar que para la del Sol: una dinamo que se localiza en el anillo exterior del núcleo, donde hay un fluido conductor de la electricidad en rotación. La región ovalada en que se distribuyen las auroras se dispone en torno a los polos geomagnéticos. Con el paso del tiempo se verificó que la configuración dipolar del campo magnético terrestre es distorsionada por el viento solar, alargándola en la dirección contraria al Sol y dando lugar a una forma asimétrica: la *magnetosfera* (figura 1).



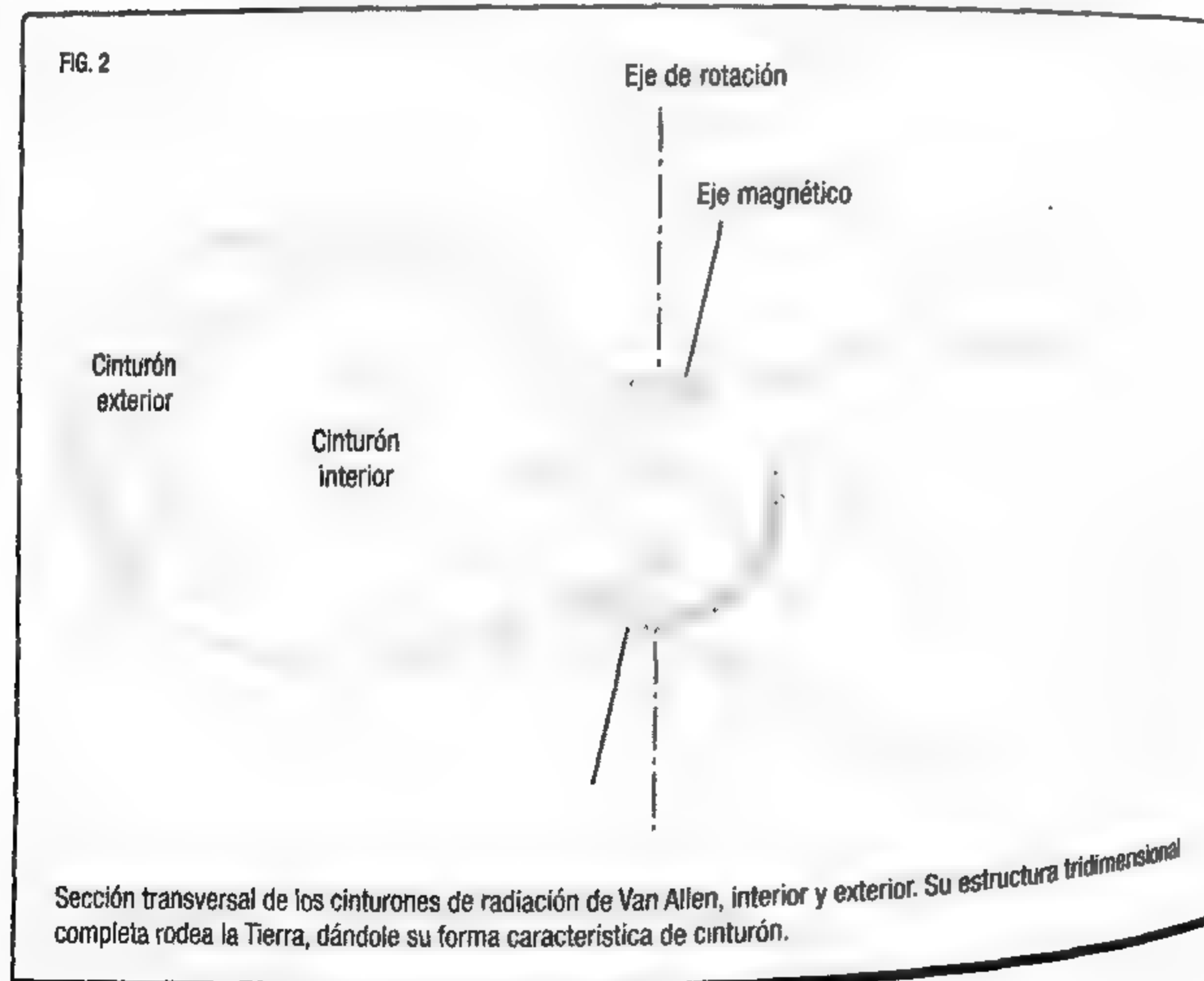
Arriba, diagrama elaborado por Hermann Fritz en 1881 que muestra líneas que conectan zonas geográficas con la misma frecuencia de aparición de auroras «M» es el número de auroras vistas por año. Abajo, topología del campo magnético interplanetario en las cercanías de la Tierra. Vemos diferentes sectores, en los cuales el campo bien se dirige hacia el Sol, bien se aleja de él.

Afortunadamente se forma esta cavidad que nos protege, al menos parcialmente, de las partículas solares energéticas.

¡Dios mío, el espacio es radiactivo!

ERNEST C. RAY (1958)

La magnetosfera se encuentra cargada de partículas solares que resultan atrapadas por el campo magnético terrestre. En 1958, los primeros satélites estadounidenses, Explorer I y III, comprobaron la existencia de dos cinturones de radiación (figura 2). El más interior contiene fundamentalmente protones, y está situado en el plano ecuatorial a alturas de entre 650 y 6000 km. En el cinturón exterior dominan los electrones. Ambos tipos de partículas tienen altas energías, por lo que no es extraño que el suceso diera lugar a grandes titulares en la prensa, ya que, sin entrar en detalles, los efectos de tales partículas son similares a los de la radiactividad natural y fueron descubiertos también con un detector Geiger.



TORMENTAS GEOMAGNÉTICAS

No tardó en considerarse la posible relación de las auroras con las variaciones del campo magnético terrestre, conexión que fue sugerida, en 1741, por los escandinavos Anders Celsius (1701-1744) y Olof P. Hiorter (1696-1750). Elias Loomis (1811-1889), profesor de la Universidad Yale, incluía, en 1862, al Sol en el juego:

Las observaciones demuestran que las auroras dominan simultáneamente grandes zonas de la superficie terrestre, y que una visión llamativa en el hemisferio norte es seguida por otra, no menos espectacular, en el sur; estas visiones de auroras están acompañadas, invariablemente, por grandes perturbaciones de la aguja magnética. Si estas perturbaciones tienen un periodo similar a los movimientos que ocurren en la superficie solar, no parece de ninguna forma absurdo suponer que las auroras puedan exhibir una periodicidad y que este periodo pueda estar conectado con los movimientos solares.

Edward Sabine (1788-1883) era un coronel del ejército británico que tenía a su disposición registros geomagnéticos obtenidos en el Reino Unido y sus colonias como parte de las actividades militares. En 1852, le escribía a John Herschel (1792-1871), por entonces astrónomo real, una carta notificándole su descubrimiento:

Con referencia al periodo de Schwabe de 10 años, que tuvo su mínimo en 1843 y un máximo en 1848, parece ser una coincidencia curiosa (si no es más que una coincidencia) que, en un artículo que estoy esperando leer ante la Royal Society, encuentro que estos mismos años son aquellos de mínimo y máximo de una variación periódica aparente de la frecuencia y magnitud de las perturbaciones magnéticas.

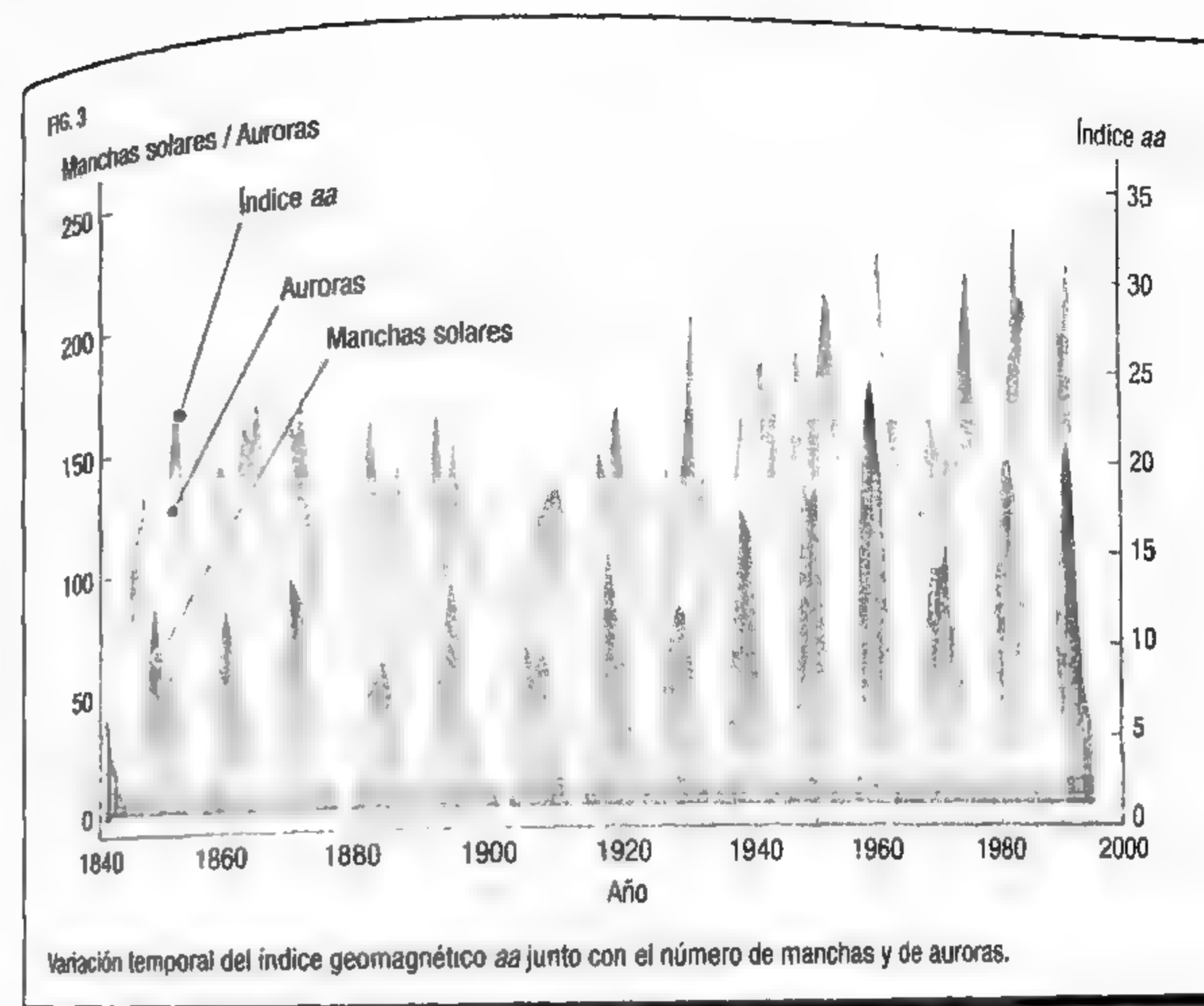
A partir de 1868 se dispuso del primer índice, el *aa*, para medir las variaciones del campo magnético terrestre, basado en ob-

servaciones realizadas en Canberra (Australia) y Hartland (Reino Unido). A este indicador le han sucedido algunos otros, pero, al igual que el número de manchas, tiene la ventaja de contar con una mayor longitud del registro. La figura 3 muestra la clara correlación estadística entre los tres factores que se han comentado: número de manchas, número de auroras y el índice aa de las variaciones magnéticas. Sin embargo, una relación estadística nunca es el final de la historia.

Al cabo de unos años, en 1905, Maunder dio un paso adelante al encontrar una correlación entre las perturbaciones magnéticas y el periodo de rotación solar sinódico (medido desde la Tierra) de 27 días, lo que apoyaba la hipótesis de que el origen de las perturbaciones magnéticas se encontraba en el Sol. Sin embargo, era cauto en cuanto a su atribución a las manchas:

Aunque manchas y perturbaciones magnéticas están íntimamente conectadas, se observan frecuentemente grandes manchas cuando no experimentamos ninguna perturbación, mientras que algunas veces tenemos perturbaciones sin una mancha visible a la que asociarla.

Un paso esencial provino de los trabajos del noruego Kristian Birkeland (1867-1917), uno de esos científicos que persiguió con entusiasmo probar una teoría sin llegar a alcanzar un reconocimiento en vida. Como a otros científicos anteriores, el estudio de las variaciones en los registros geomagnéticos y la aparición de auroras le convencieron de la relación de tales fenómenos con el Sol. Para simular el proceso en el laboratorio hacía incidir un haz de electrones en una cámara de vacío, en cuyo centro se situaba una esfera con una bobina eléctrica que simulaba el campo magnético terrestre. La pintura fluorescente de la esfera permitía visualizar los movimientos de los electrones, los cuales incidían sobre las regiones polares. El resultado del experimento lo vemos en la imagen superior de la pág. 141, en donde se compara la trayectoria de los electrones con una imagen real de una aurora observada desde el espacio. Los lugares de penetración de las partículas solares en la atmósfera terrestre descri-



ben un círculo que se conoce con el nombre de *óvalo auroral*. Este anillo tiene su centro en el polo correspondiente (norte o sur) del campo magnético terrestre, y se encuentra situado, normalmente, a latitudes de entre 60 y 70 grados. En la zona comprendida entre el óvalo y los polos, los casquetes, las líneas de fuerza se encuentran abiertas al exterior, mientras que tanto en el óvalo como en latitudes más bajas estas se cierran sobre la superficie terrestre.

Las partículas solares que penetran en la atmósfera terrestre colisionan con sus elementos más abundantes, y de dicha interacción resulta la emisión de luz que vemos en las auroras, en unas bandas y líneas determinadas: verde para el oxígeno molecular (557,7 nm), roja para el oxígeno atómico (630,0 nm) y nitrógeno molecular (669,6 nm), y violeta-púrpura para el nitrógeno atómico.

Ha llegado el turno de identificar, sobre el Sol, la causa de las variaciones geomagnéticas y de las auroras. Parafraseando a Bob Dylan: «La respuesta está en el viento... solar». Las fuentes de las perturbaciones resultaron ser varias, desde la presencia de un agujero coronal en las zonas ecuatoriales del disco solar hasta la ocurrencia de fenómenos como las fulguraciones y las emisiones coronales de masa.

LOS AGUJEROS CORONALES

Las imágenes en rayos X del Sol obtenidas por la nave Skylab mostraban una clara dicotomía del campo magnético de la corona. Por un lado, las estructuras en bucle donde el campo magnético se cierra sobre sí mismo como un dipolo y, por otro, unas zonas oscuras donde las líneas de fuerza se abren al medio interplanetario, a las que se las llamó *agujeros coronales*. El área que ocupan en la corona solar es mayor durante la fase de descenso de la actividad solar y el mínimo del ciclo de 11 años.

En estas zonas, el viento solar no encuentra problemas para fluir y forma unas corrientes que azotan la magnetosfera terrestre con una periodicidad de unos 27 días. Los agujeros coronales son más frecuentes en las zonas polares, pero los más importantes para nosotros son los que aparecen en zonas ecuatoriales (como el que puede verse en la imagen inferior de la página contigua). Estas estructuras son las que ocasionan las tormentas recurrentes descubiertas por Maunder y las auroras que solo se ven en las latitudes altas. Sin embargo, nos falta conocer la causa solar de las tormentas fuertes y las auroras tropicales. Para ello volvamos de nuevo al siglo XIX.

LAS FULGURACIONES

El 1 de septiembre de 1859, el británico Richard C. Carrington (1826-1875) estaba realizando sus habituales observaciones solares cuando descubrió dos zonas brillantes en medio de un gru-



Arriba a la izquierda, gráfico con la visión polar de uno de los experimentos de Birkeland; a la derecha, imagen, desde el espacio, de una aurora obtenida en luz ultravioleta por el satélite Dynamic Explorer, sobre la que se superpone el contorno de Norteamérica. Abajo, imagen de la corona solar mostrando agujeros coronales polares y ecuatoriales.

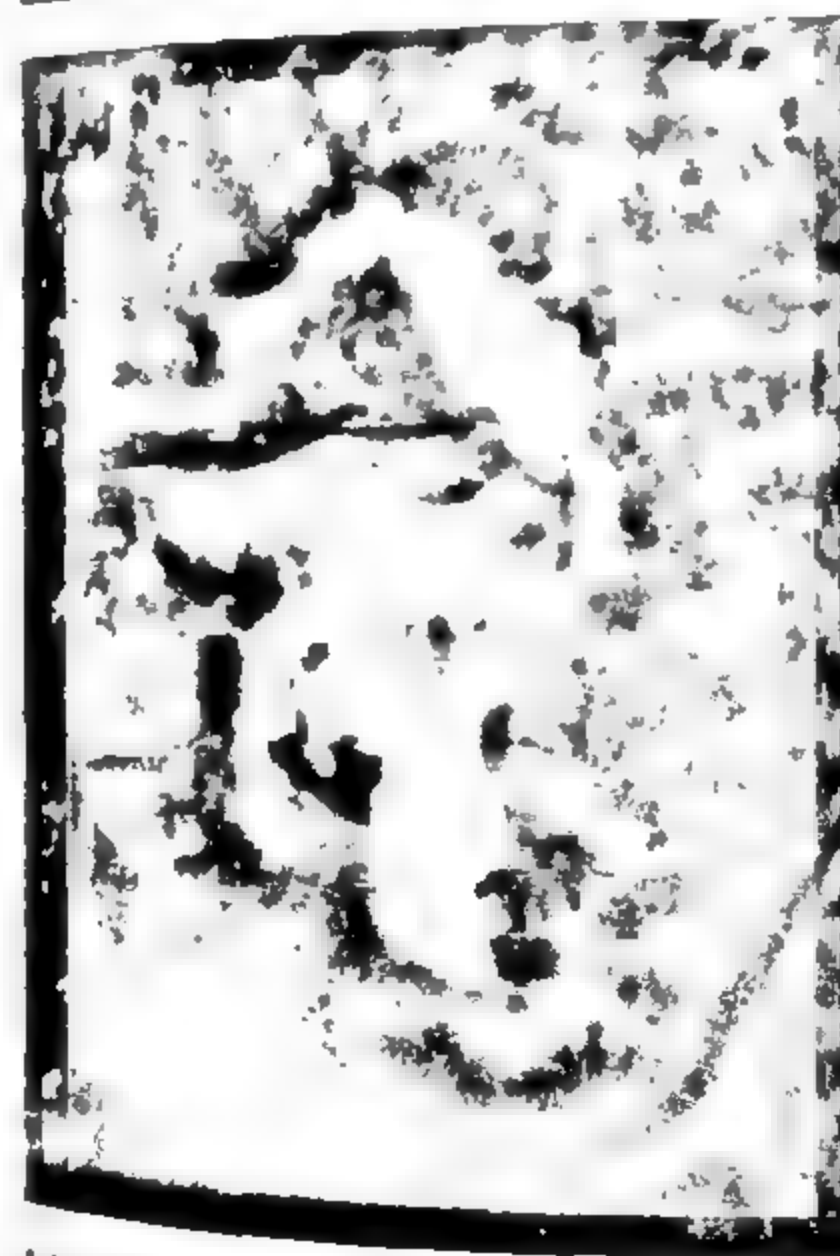
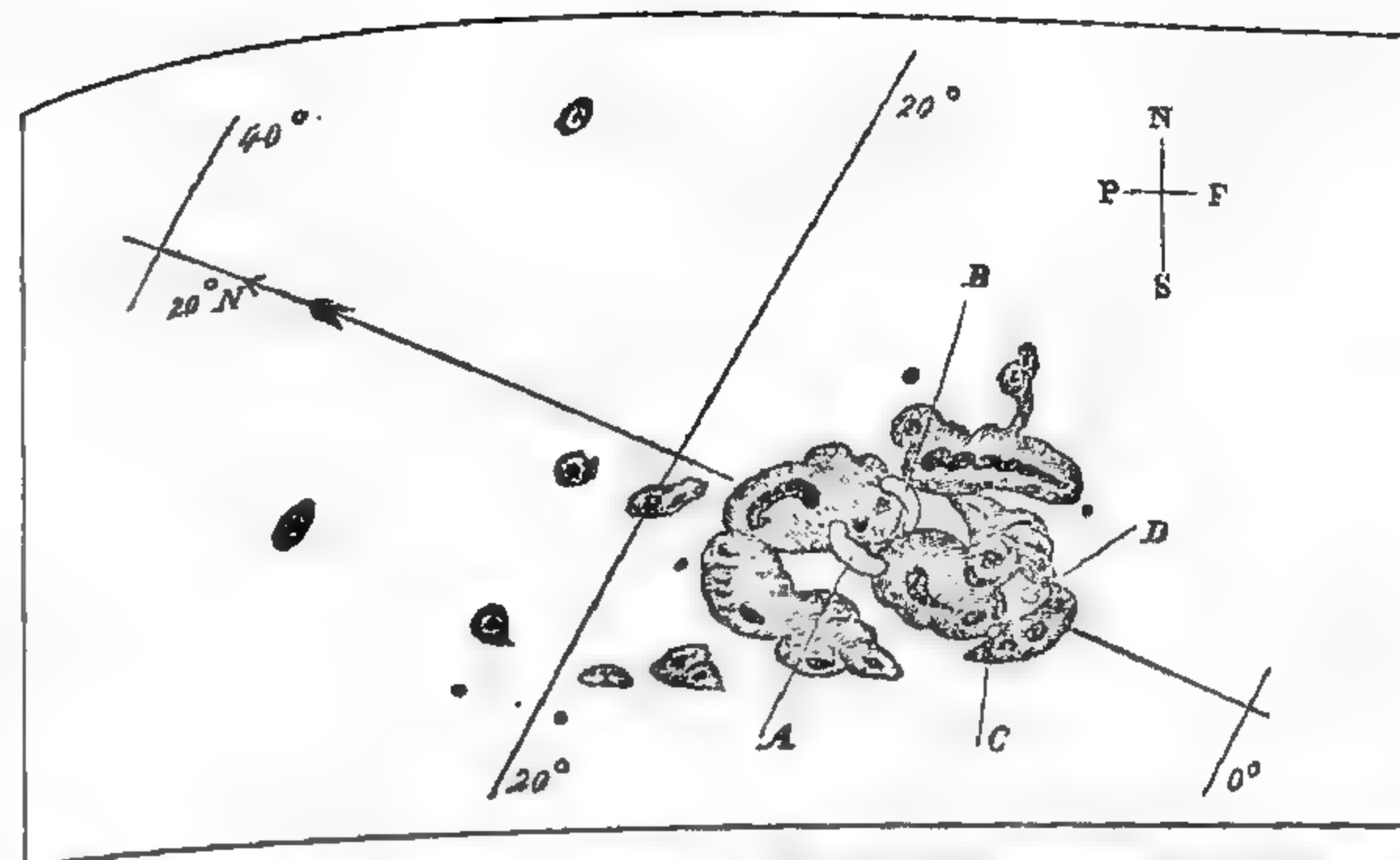
po de manchas y lo plasmó en un dibujo (en la página contigua, arriba). Era la primera observación de una fulguración solar. Como él mismo describió:

Vi que era un testigo no preparado de un asunto muy diferente. Anoté el tiempo del cronómetro y viendo que la erupción progresaba muy rápidamente y estando algo agitado por la sorpresa, corrí apresuradamente para que alguien compartiera la observación conmigo. Cuando volví, al cabo de unos sesenta segundos, me quedé contrariado al comprobar que la estructura había cambiado mucho y se había debilitado.

Esos días de 1859 resultaron ser los de la mayor actividad geomagnética que se recuerdan. Las auroras se observaron en el Caribe y en el norte de África. Afortunadamente, estas fulguraciones visibles en la superficie solar son muy poco frecuentes. Más normal es observarlas a través de un filtro que permita aislar la luz de una línea espectral que se forme en la cromosfera solar. Tal es el caso de la línea H α en 656,3 nm. Especialmente después de la Segunda Guerra Mundial, cualquier telescopio solar disponía de dichos filtros y se seguía un servicio rutinario de observaciones, llamado de patrulla solar. El conteo de las fulguraciones se convirtió casi en un deporte para muchos observadores solares.

Otro paso para ir componiendo el puzle de la meteorología espacial fue dado por el británico Harold W. Newton (1893-1985) cuando estableció, en 1943, una relación entre las fulguraciones y las perturbaciones del campo magnético terrestre. Las fulguraciones más intensas aparecen sobre las *líneas neutras*, zonas que separan regiones de distinta polaridad magnética. Sobre ella tenemos una arcada de bucles. Observando en la línea H α se ven dos cintas brillantes formadas por los pies de las arcadas citadas (en la página contigua, abajo a la izquierda). Su tiempo de vida es de unas pocas horas y pueden alcanzar energías equivalentes a unos mil millones de megatoneladas de TNT (10^{25} julios).

El proceso de una fulguración se puede resumir en el paso de una configuración inestable de un sistema físico a otra estable, con la subsiguiente liberación de energía. No resulta muy aver-



Arriba, dibujo de la fulguración en luz blanca observada por Carrington el 1 de septiembre de 1859. Abajo a la izquierda, imagen en la línea H α de la fulguración, conocida como caballito de mar observada el 4 de agosto de 1972. Muestra la típica estructura en dos franjas. A la derecha, fulguración del 14 de julio de 2000, vista en luz ultravioleta por la sonda TRACE; la imagen aparece aquí rotada 90 grados.

turado suponer que el campo magnético de las regiones activas debe de tener algo que ver. Una de las configuraciones inestables del campo magnético es aquella en la que las líneas de fuerza cambian de dirección con la altura, es decir, se encuentran retorcidas o con una estructura de cizalladura. Una de las circunstancias que puede generar tal configuración tiene lugar cuando nuevo flujo magnético emerge en una región activa preexistente. Entonces se produce una reconexión de las líneas de fuerza (una reestructuración) y, como consecuencia, el campo magnético se aniquila, total o parcialmente. La energía magnética que desaparece se transfiere a las partículas cargadas del plasma solar, las cuales son aceleradas a las capas altas de la corona, dando lugar a la emisión en ondas de radio. Otra parte de dicha energía calienta el material circundante, ocasionando la emisión de radiación ultravioleta y de rayos X. Se tendrá entonces una tormenta de radiación que será detectada en la Tierra en unos ocho minutos.

Durante varias décadas se pensó que las fulguraciones eran también el asiento de la intensa emisión de partículas que se medía en el medio interplanetario y, por consiguiente, la causa de las perturbaciones geomagnéticas y de las auroras. Sin embargo, como ha ocurrido frecuentemente en la historia de la ciencia, la llegada de nuevas técnicas de observación ha cambiado nuestra forma de contemplar la meteorología espacial.

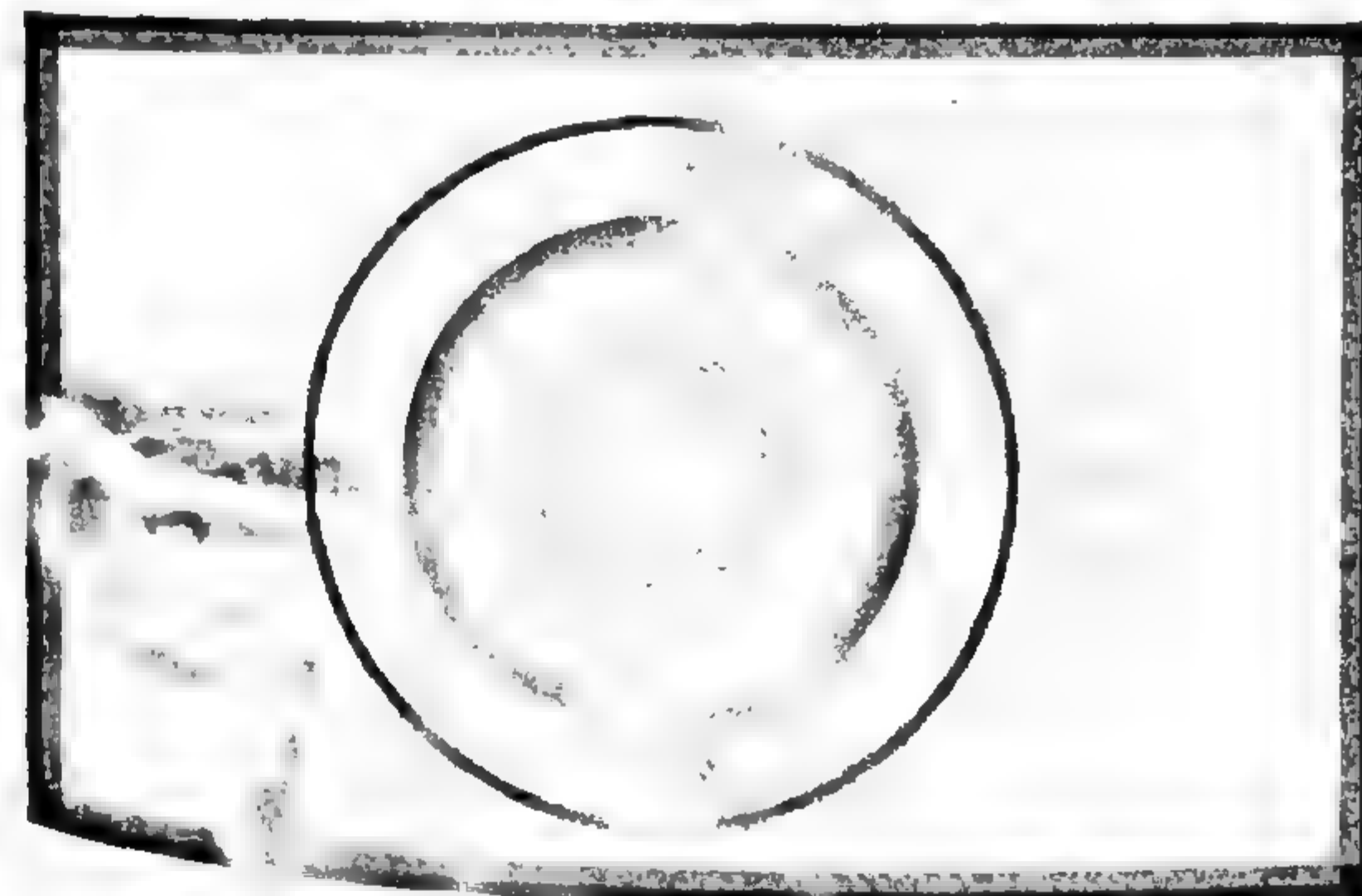
LAS EMISIONES CORONALES DE MASA

Hoy sabemos que las *emisiones coronales de masa*, el nuevo ingrediente de la meteorología espacial, son mucho menos brillantes que las capas exteriores de la corona solar, por lo que no podían ser detectadas ni por los coronógrafos instalados en telescopios terrestres, instrumentos que bloquean la luz del disco solar.

La estación espacial Skylab dispuso de un coronógrafo que, libre de las perturbaciones de la atmósfera terrestre, permitía observar la corona solar hasta una distancia de varios radios solares. El 10 de agosto de 1973 se pudo observar una gigantesca emisión de materia (imagen superior de la página contigua) que se



Arriba, emisión coronal de masa observada por el coronógrafo a bordo del Skylab, construido por el High Altitude Observatory de Boulder (Colorado). Abajo, emisión coronal de masa observada por el coronógrafo LASCO a bordo de la nave SOHO.



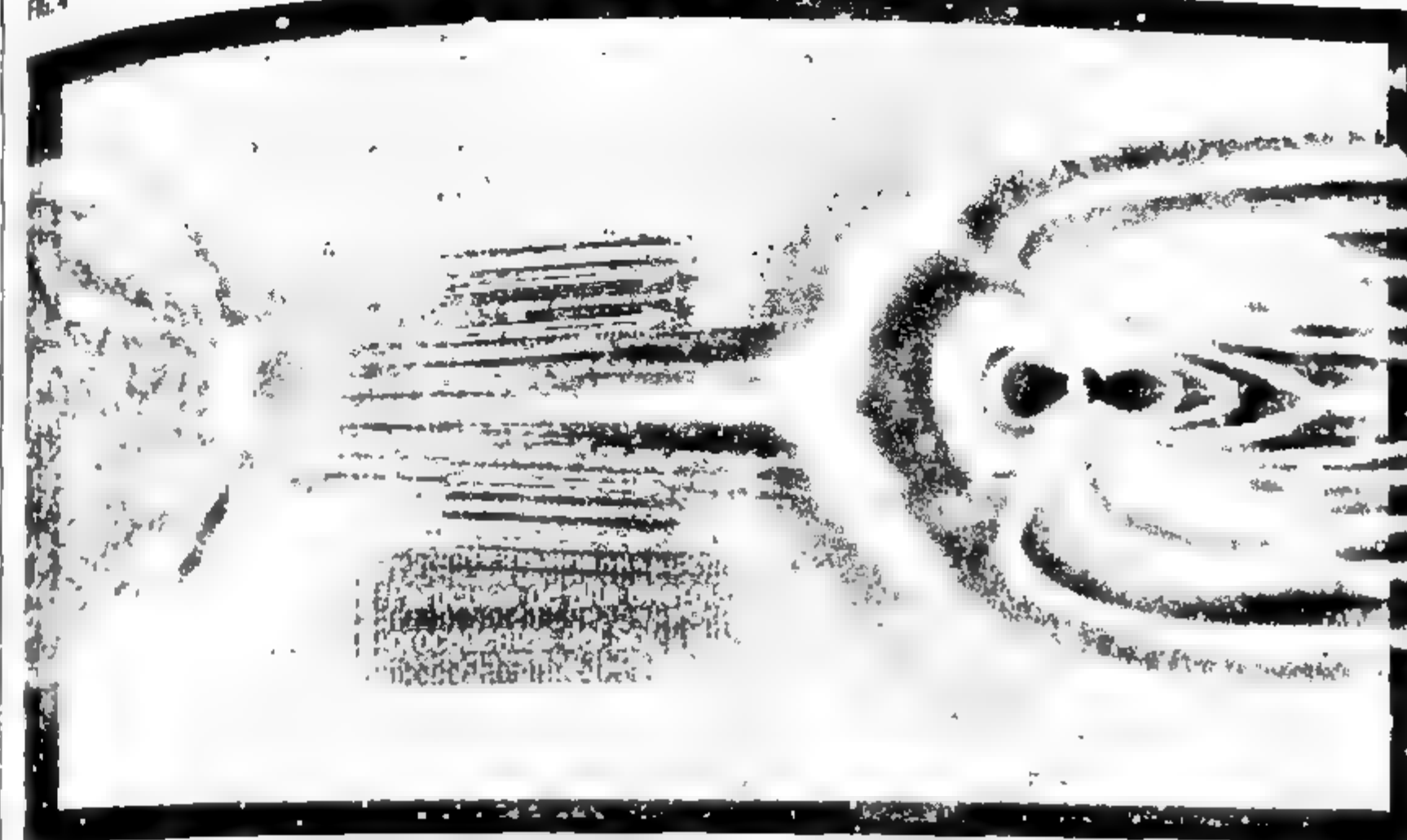
extendía a grandes distancias de la superficie solar. Era la primera constatación de la existencia de emisiones coronales de masa, a las que a partir de ahora nos referiremos con las siglas ECM.

Las cantidades de materia inyectadas al medio interplanetario son del orden de miles de millones de toneladas, aunque representan una porción ínfima de la masa solar. La velocidad con que las ECM se mueven en el espacio interplanetario varía en un amplio rango. Desde las más lentas a 50 km/s a las más rápidas e intensas que se desplazan a más de 1500 km/s. La energía cinética del fenómeno depende de la masa y la velocidad, alcanzando valores de hasta 10^{26} julios. En el mínimo del ciclo solar se producen del orden de una ECM por semana, mientras que en las épocas que se encuentran alrededor del máximo podemos esperar hasta unas tres por día.

Ambos fenómenos, ECM y fulguraciones, comparten un mismo proceso como origen: inestabilidades en el campo magnético solar. La principal diferencia entre una fulguración y una ECM se encuentra en la extensión espacial. Las fulguraciones se originan en una región activa de la cromosfera, donde se produce la reconexión de las líneas de fuerza del campo magnético a escalas tan pequeñas como unos 1000 km. Por su parte, las ECM se originan en los bucles de la corona y pueden abarcar tamaños angulares de 120° con unas distancias lineales de hasta 300000 km. En el caso de las ECM, zonas con polaridades magnéticas diferentes se ponen en contacto, dando lugar a la recombinación de líneas de fuerza. El campo magnético se anula y su energía se invierte en impulsar la materia hacia el exterior del Sol. El proceso tiene lugar en las configuraciones magnéticas cerradas de la corona, que desaparecen con la explosión y se reorganizan poco después.

No son pocas las ocasiones, un 40% de promedio, en que ambos fenómenos se encuentran relacionados. La reorganización del campo magnético de la corona que acompaña a una ECM ocasiona otras tensiones a una escala menor, que frecuentemente terminan manifestándose como una fulguración. En cualquier caso, cuando una fulguración acompaña a una ECM, se retrasa unos diez minutos con respecto a esta, situándose espacialmente más cercana a la superficie solar.

FIG. 4



Esquema de una tormenta solar desde el Sol a la Tierra.

Utilizando un símil del disparo de un cañón, la fulguración sería el fogonazo que se ve desde todas partes instantáneamente. La ECM sería la bala de cañón que solo tendría sus efectos sobre la zona a la que fuera dirigida después de cierto tiempo.

Se tienen, pues, todos los elementos para explicar una *tormenta solar* (figura 4): una inestabilidad solar, su propagación por el medio interplanetario, la entrada en la magnetosfera terrestre y su impacto sobre la atmósfera terrestre. Todo ello aderezado por el azar que representa el que una fuerte ECM encuentre a la Tierra en su propagación por el sistema solar.

INFLUENCIA DE LA RADIACIÓN IONIZANTE EN LOS SERES HUMANOS

En este contexto, la *radiación ionizante* es aquella que tiene la suficiente energía como para romper la molécula de ADN y

producir daños genéticos cuya intensidad varía según la especie biológica de que se trate. Para el caso del Sol, estamos hablando de la radiación de alta energía (rayos X y rayos gamma) y de partículas de alta energía (protones, electrones y núcleos de helio).

Dada la escala de tiempo que estamos considerando, las fuentes de radiación ionizante serán las fulguraciones y las ECM. La magnetosfera y la atmósfera terrestres son las principales pantallas contra las partículas. Por otro lado, la atmósfera también juega ese papel contra la radiación. En condiciones normales, no cabe esperar ningún daño para la vida en la superficie terrestre. No se tiene evidencia que ninguna tormenta solar haya podido causar daños a ese respecto. Tan solo un agente externo, como la explosión de una supernova próxima, podría producirlos.

La radiación ultravioleta no tiene la capacidad rompedora del ADN, pero sí puede, a través de la ionización de la molécula de agua, producir efectos similares. La formación de radicales OH puede dañar los tejidos biológicos.

Para calibrar la importancia de este fenómeno hay que establecer un sistema de unidades de medida. Hoy en día, la más utilizada es el *sievert*, equivalente a 1 julio de energía ionizante por kilogramo de materia viva, corregida por efectos biológicos. Debido a los relativamente bajos valores en nuestro entorno, se utiliza el milisievert (mSv).

Un aspecto que cabe destacar es que los efectos de la radiación ionizante son acumulativos. Para los seres humanos una dosis de 10 sieverts puede considerarse letal, mientras que 50 milisieverts (mSv) es el umbral inferior para desarrollar un cáncer. El nivel anual de radiactividad de fuentes naturales se puede estimar en unos 2 mSv.

Como en tantos aspectos, las bacterias son las poseedoras de todos los récords. La mejor marca la tiene la bacteria *Deinococcus radiodurans*, que puede sobrevivir a dosis de 5000 sieverts. Si bien el daño sobre el ADN es el mismo en todas las especies, su capacidad de reparación es lo que hace diferentes a distintos seres humanos y sobre todo a las diferentes especies.

La capa de ozono es la pantalla que nos protege contra la acción de la radiación ultravioleta (UV). Cualquier alteración en

dicha capa producirá una variación en el flujo UV en la superficie terrestre. Experimentos de laboratorio indican que el ADN de los seres vivos terrestres es especialmente sensible a la banda espectral UV-B que se sitúa en torno a los 280 nm. Para medir el efecto global hemos de combinar el daño intrínseco del ADN con el del flujo solar.

Existen varios agentes con capacidad para alterar la capa de ozono, como una erupción volcánica, el impacto de un meteorito o la explosión de una supernova cercana. Si nos centramos en el Sol, una gran ECM o una fulguración podrían llegar a producir impactos importantes. El evento de 1859, llamado de Carrington, parece haber sido el de mayor intensidad en el entorno terrestre durante los últimos quinientos años. Veamos cómo se fundamenta la afirmación de que el Sol puede alterar la capa de ozono. Los protones de una erupción solar rompen las moléculas de nitrógeno de la atmósfera terrestre, creando óxido nitroso que reacciona con el ozono y lo destruye. Como resultado se forman iones NO_3^- que se adhieren a los aerosoles de la atmósfera y juntos se precipitan, con la lluvia, hasta quedar atrapados en los hielos polares.

Las misiones Apolo significaron la primera salida de seres humanos fuera de las pantallas protectoras de nuestra atmósfera y magnetosfera. Los efectos nocivos de la radiación ionizante eran conocidos y se consideraba que las fulguraciones eran la principal fuente que debía controlarse durante cada misión. Con dicho propósito la NASA decidió establecer una red de estaciones de vigilancia con telescopios para observar las fulguraciones y con radiotelescopios para medir los niveles de la emisión solar. Uno de los nodos de la red estuvo en Maspalomas (Gran Canaria).

En la época de las misiones Apolo poco se conocía sobre las ECM y sus consecuencias biológicas. Entre dos de dichas misiones, las números 16 y 17, se produjo la fulguración de agosto de 1972, una de las emisiones de partículas solares más intensas que se recuerda. Incluso dentro de la nave espacial, los astronautas habrían absorbido dosis letales por encima de los 4000 mSv.

INFLUENCIA DE LA RADIACIÓN IONIZANTE EN LA TECNOLOGÍA

Hacia 1839, los británicos William Cooke (1806-1879) y Charles Wheatstone (1802-1875) patentaron el primer telégrafo eléctrico. Al otro lado del Atlántico, Samuel F. Morse (1791-1872) desarrolló un sistema similar, con su conocido código de transmisión. Era el comienzo de lo que hoy en día hemos dado en llamar la era de las comunicaciones y que, posteriormente, ha revolucionado las relaciones humanas.

El aumento de partículas cargadas eléctricamente procedentes del Sol causa corrientes inducidas en todo aquello que necesite electricidad para su funcionamiento. Por ejemplo, el 19 de marzo de 1847, cerca del máximo de un ciclo solar, se observaron intensas auroras y las compañías de telégrafo informaron de importantes perturbaciones en las comunicaciones. En Derby (Inglaterra), William H. Barlow (1812-1902) las describió de la siguiente forma:

En la tarde del 19 de marzo de 1847 se observó una brillante aurora, y mientras esta permaneció visible, ocurrieron fuertes perturbaciones en todos los instrumentos.

Un nuevo descubrimiento vendría a explicar estas perturbaciones. El 12 de diciembre de 1901, Marconi transmitió una señal morse desde Cornwall a Terranova, separadas 2900 km, para sorpresa de muchos científicos que esperaban una propagación en línea recta de la señal. Debido a la curvatura terrestre, Terranova quedaba por debajo del horizonte de Cornwall y la señal no la podría haber alcanzado viajando en línea recta. Sin embargo, al año siguiente Oliver Heaviside (1850-1925) y Arthur E. Kennelly (1861-1939), de forma independiente, explicaron la propagación, a tan largas distancias, como debida a la reflexión de las ondas de radio por electrones libres en la alta atmósfera.

Al igual que las partículas que hemos mencionado, también los fotones de alta energía (ultravioletas y rayos X que proceden del Sol) interaccionan con los átomos de la atmósfera terrestre. Como resultado de ambos procesos se liberan electrones, dando lugar a una capa conductora de la electricidad. Edward Appleton

(1892-1965) fue el primero que demostró la existencia de una de sus capas, la F, mediante la emisión de una señal de radio que fue recibida en otro lugar separado varios kilómetros. El eclipse de 29 de junio 1927 proporcionó a Appleton la oportunidad de verificar que tan pronto como se cortaba la radiación solar, cambiaba la altura de la recientemente descubierta *ionosfera*.

La altura de la ionosfera depende del balance entre el número de átomos que tengamos para dicho proceso, mayor en las capas bajas más densas, y del flujo de la radiación, que será mayor cuando más distantes estemos de la superficie terrestre. Del balance entre estos dos factores y de los diversos constituyentes atmosféricos resulta una estructura de la ionosfera en varias capas. El principal efecto de las capas de la ionosfera es permitir la reflexión en ellas de las ondas de radio. Existe una frecuencia a partir de la cual las ondas de radio no se reflejan de vuelta a la Tierra, sino que se transmiten hacia el espacio exterior. Esa frecuencia crítica depende de la densidad electrónica, la cual a su vez depende de la intensidad de la radiación recibida. En general se sitúa en torno a los 30 MHz. La explicación es relativamente sencilla.

Según se conoce de la ley de refracción de las ondas electromagnéticas, existe un ángulo de incidencia para una onda procedente de un medio, llamado ángulo crítico, a partir del cual ya no se produce refracción alguna, es decir, se produce el fenómeno conocido como la reflexión total de la onda. Esta ley, además, establece una condición matemática que relaciona este ángulo con los índices de refracción de los dos medios involucrados. Si dicho índice de refracción depende de la frecuencia de la onda y de la densidad electrónica, se tendrá un procedimiento para determinar la estructura de la ionosfera, comprobando qué ondas de radio se reflejan totalmente en ella, y por tanto se recogen en los receptores terrestres, y cuáles no.

La capa más externa de la ionosfera, la *capa F*, refleja las altas frecuencias, que van desde 3 a 30 MHz y que se corresponden con ondas cuyas longitudes de onda miden desde 100 hasta 10 m. Estas frecuencias son las utilizadas en emisiones de radio y en sistemas de vigilancia por radar. Más abajo, entre 95 y 140 km de altura, se encuentra la *capa E*, donde se reflejan fre-

cuencias medias (de 300 a 3000 kHz) que si bien son absorbidas por la *capa D* subyacente durante el día, pueden propagarse durante la noche a grandes distancias. Estas frecuencias se utilizan fundamentalmente por los servicios de vigilancia militares. Por último, en la capa de la ionosfera más baja, se reflejan las frecuencias bajas y muy bajas (de 3 a 300 kHz).

Lógicamente se producirán variaciones en la densidad electrónica de la ionosfera a lo largo del ciclo solar y durante los fenómenos citados, como fulguraciones y ECM. La propagación de las ondas citadas se verá por lo tanto modificada, afectando a la captación de señal en nuestros receptores.

Un tema aparte es la estabilidad de los satélites artificiales bajo la acción de radiaciones ionizantes. La radiación de alta energía recorre el camino hasta la Tierra a la velocidad de la luz, alcanzándola en unos ocho minutos, y aunque no lo parezca, puede afectar a la estabilidad de los satélites. Su primer efecto es calentar las capas externas de la atmósfera terrestre, expandiéndolas y provocando un aumento de su densidad. Ello va a ocasionar el frenado de satélites situados en órbitas más bajas y el adelanto de su caída a la Tierra. La fuerza que ocasiona el frenado dependerá de la densidad de la atmósfera, de la velocidad del satélite, de su masa y de su forma. Durante el máximo del ciclo solar, la densidad atmosférica será mayor y los satélites pueden verse más afectados. Lo mismo sucede cuando ocurre una fulguración solar, aunque a una escala temporal más corta, por lo que numerosos satélites se han perdido después de una gran tormenta solar. Asimismo, puntualmente son necesarios cambios orbitales en plataformas permanentes, como el telescopio Hubble o la Estación Espacial Internacional (ISS), para impulsarlos a alturas mayores y prolongar así su tiempo de vida.

Las tormentas solares, aparte de afectar a los satélites, también producen corrientes eléctricas en la atmósfera terrestre que pueden provocar perturbaciones en las grandes líneas de distribución. El ejemplo más llamativo fue la caída del sistema eléctrico de Quebec (Canadá) durante la tormenta solar del 13 de marzo de 1989: durante unas 10 horas, más de seis millones de personas se quedaron sin suministro eléctrico.

SISTEMAS DE PREDICCIÓN DEL TIEMPO ESPACIAL

Al igual que sucedió con la meteorología terrestre, también con la espacial se están desarrollando centros de predicción que alerten de posibles tormentas solares. El trabajo que realizan estos centros se puede clasificar según tres categorías: la reconstrucción del pasado, el seguimiento del presente y la predicción de futuros acontecimientos.

Por lo que al pasado respecta, a partir de los registros de isótopos se tiene una idea global del nivel medio de actividad solar de los últimos 10000

Predecir es muy difícil, y sobre todo el futuro.

NIELS BOHR

años, que en ocasiones ha sido más intensa que la actual. Hay que mejorar nuestra capacidad de reconstruir la actividad solar en el pasado y así poder calibrar la importancia que tuvo, por ejemplo, la tormenta de Carrington en 1859. Por otro lado, la idea es establecer centros que den una predicción en tiempo real de la actividad en nuestras cercanías, es decir, la predicción del presente. Varios pasos son necesarios para hacer un buen seguimiento: primero se necesita el conocimiento de los parámetros que nos indiquen si una erupción solar va a ocurrir en una determinada región de la atmósfera solar, y segundo, tan pronto como se observe una, es necesario calcular la trayectoria que va a seguir y conocer la polaridad del campo magnético interplanetario.

Disponer de datos fiables es esencial, pero también es importante disponer de sistemas de predicción que evalúen las consecuencias sobre nuestra tecnología, siguiendo la experiencia de la meteorología terrestre, con el fin de mitigar sus efectos. Gracias a la instrumentación de que se dispone en el espacio, hoy en día es posible acceder en internet a las predicciones del tiempo espacial.

No es extraño que Estados Unidos tenga una particular preocupación por los daños de las tormentas solares. Por un lado destaca su proximidad al polo norte geomagnético, lo que convierte al país en una zona vulnerable. Por otro lado, tenemos su dependencia de la tecnología espacial para la vida diaria y su implicación en numerosos programas espaciales. Los mejores

centros de predicción de la meteorología son estadounidenses, aunque todos los países con proyectos espaciales los tienen.

En cuanto a los telescopios solares instalados en tierra, destaca el DKIST (*Daniel K. Inouye Solar Telescope*) con 4,24 m de diámetro. Se encuentra en la fase de construcción en Haleakala (Hawái) por el National Solar Observatory. Se espera que al norteamericano le siga, en Canarias, el European Solar Telescope, que con 4 m de diámetro ha completado su fase de diseño y se encuentra en espera de su financiación final por parte de la Unión Europea. La misión de ambos telescopios será conocer con más profundidad los campos magnéticos que dan lugar a los cambios en la meteorología espacial.

No menos importante es la existencia de centros cuyo esfuerzo se concentra en la predicción de futuros sucesos. El nivel de actividad solar tiende a declinar. Sin embargo, el pasado nos dice que, aun en dichos casos, han ocurrido tormentas intensas. Independientemente del nivel de actividad, nuestra civilización es cada vez más dependiente de las comunicaciones y el suministro de energía eléctrica. Por lo tanto, somos cada vez más frágiles ante cualquier influencia externa. En unos cuantos años disponer de un informe sobre el estado del medio interplanetario será casi tan importante como tener, en nuestros días, el informe meteorológico.

A MODO DE EPÍLOGO

Durante 4500 millones de años el planeta Tierra ha estado viviendo con su estrella el Sol. Cualquier cambio en la radiación o el viento solar ha afectado a nuestro mundo. Sin embargo, las condiciones han permanecido compatibles con la vida durante los últimos 4000 millones de años. Nuestra estrella está a la mitad de su vida; esperemos que la convivencia Sol-Tierra se mantenga durante ese tiempo, con una especie inteligente como el *Homo sapiens*, o su sucesora, de testigo.

LECTURAS RECOMENDADAS

- BOUQUET, A., *¿Por qué brilla el Sol?*, Madrid, Editorial Akal, 2006.
- COPÉRNICO, N., *Sobre las revoluciones (de los orbes celestes)*, Madrid, Editorial Tecnos, 2009.
- FREEMAN, J.W., *Tormentas en el espacio*, Madrid, Editorial Akal, 2003.
- GAMOW, G., *Una estrella llamada Sol*, Barcelona, RBA, 1994.
- GRIBBIN, J., *Cegados por la luz. La vida secreta del Sol*, Madrid, Editorial Pirámide, 1993.
- KIPPENHAHN, R., *Cien mil millones de soles. Estructura y evolución de las estrellas*, Barcelona, Salvat Editores, 1986.
- MACDONALD, L., *Cómo observar el Sol de forma segura*, Madrid, Editorial Akal, 2006.
- NEWTON, I., *Principios matemáticos de la filosofía natural*, Madrid, Alianza Editorial, 2011.
- VÁZQUEZ ABELEDO, M., *La historia del Sol y el cambio climático*, Madrid, McGraw-Hill/Interamericana de España, 1998 (reimpreso en 2006).
- : *El Sol, algo más que una estrella*, Madrid, Equipo Sirius, 2003.

- Abbot, Charles 122, 123
 agujeros coronales 104, 140, 141
 arcoíris 42
 auroras 11, 41, 129, 131-135, 137, 138-140, 142, 144, 150
- Bahcall, John 28, 29
 Bethe, Hans 19, 20, 25
 Biermann, Ludwig 61
 Birkeland, Kristian 138, 141
 bolómetro 50, 51
 Brahe, Tycho 10, 78
 bucles coronales 104, 106, 139, 146
- cámara oscura 73, 75, 76
 campo magnético 11, 26, 27, 36, 63, 67, 83-87, 90-92, 97, 98, 100, 104-106, 110, 112-114, 116, 133-140, 142, 144, 146, 153, 154
 Carrington, Richard C. 140, 143, 149, 153
- celdas gigantes 90
 cinturones de radiación de Van Allen 136
 convección 17, 23, 24, 26, 33, 37, 38, 67, 83, 87, 88, 91, 92, 112-114,
 corona 26, 27, 31, 96, 98, 100, 102-106, 133, 140, 141, 144, 146
 coronógrafo 102, 144, 145
 cromosfera 26, 96-103, 106, 142, 146
- Davis, Raymond 28-31
 diagrama mariposa 110, 111
 dinamo 112-114, 134
- eclipse 8, 57, 73, 93, 95-100, 102, 131, 151
 Eddington, Arthur 19, 24, 38
 Eddy, John A. «Jack» 116
 Edlen, Bengt 102

efecto

Doppler 48, 88, 90
 invernadero 120
 Wilson 79, 80
 Zeeman 84, 104
 Einstein, Albert 19
 emisiones coronales de masa 27,
 140, 144, 146-149, 152
 espectrógrafo 44, 48, 54, 96
 Evershed, John 85

fácúlas 76, 86, 87, 89, 90, 97-100,
 106, 123

Ferrer, José Joaquín 98

flotabilidad 88

fotografía 54, 55, 80, 81

fotosfera 26, 65, 67, 80, 81,
 87, 92, 97, 98, 100, 102-104,
 106

Fraunhofer, Joseph von 43-45,
 47, 70, 71

Instituto 70, 71

fulguraciones 26, 140, 142-144,
 146-149, 152

Galileo, Galilei 75, 76, 78, 86

Gamow, George 21, 22

gases invernadero 121, 127

Gilbert, William 134

granulación 26, 67, 87-89

Grotian, Walter 100

Hale, George E. 83, 112

ciclo de 112, 113

Harriot, Thomas 74

helio 18, 19, 25, 27, 37, 41, 47, 91,
 100, 148

heliosfera 116

heliosismología 31, 36, 37

Herschel, William 17, 49-52, 87,
 114

Hess, Víctor 63, 64
 Huggins, William 87, 89

IMaX 91

ionosfera 61, 151, 152

irradiancia 56, 119-124

Janssen, Pierre J. 80, 81, 88
 JOSO 70, 71

Kepler, Johannes 10, 73, 74
 Kiepenheuer, Karl O. 70, 71

Langley, Samuel P. 50, 51, 122

Leighton, Robert 88, 110

Lyot, Bernard 97, 102

magnetosfera 134, 136, 140, 147-
 149

manchas 11, 26, 27, 67, 69, 72-76,
 78-87, 89, 90, 109-117, 123, 127,
 131-133, 138, 139, 142

Maunder, Edward 116, 138,
 140

mínimo de 116, 117, 125

neutrinos 20, 24, 25, 28-31

Newton, Isaac 10, 42-44, 68

oscilación 32-34, 36

de 5 minutos 34, 35

de neutrinos 31

Oscilación

del Ártico 125, 126

del Atlántico Norte 125, 126

Parker, Eugene 62

penumbra 18, 73, 79, 80, 82, 83,
 85, 86

Planck, Max 23, 55, 56, 118

protuberancias 98, 99, 101

radiación

infrarroja 49, 50, 61, 120

radio 58, 60, 61, 144, 150, 151

ultravioleta 52-57, 61, 70, 101,
 102, 105, 125, 141, 143, 144,
 148, 150

rayos

cósmicos 28, 61, 63, 64, 116

X 18, 26, 57-59, 61, 102, 104,
 106, 125, 140, 144, 148, 150

región de transición 26, 102, 103

rotación 8, 26, 36-38, 47-49, 63,
 76, 78, 92, 95, 112, 113, 134,
 136, 138

Russell, Henry 47, 54

Scheiner, Christoph 75, 76, 78, 86

Schwabe, Heinrich 109, 137

SDO 98, 105

Skylab 58, 59, 140, 144, 145

SOHO 34, 36, 98, 101, 145

supergranulación 88, 90

tacoclina 26, 37

tormentas solares 131, 147, 148,
 152, 153

Ulloa, Antonio 96, 132

Vassenius, Birger 96

viento solar 27, 41, 61-63, 131,
 133, 134, 140, 154

von Braun, Wernher 53

Waldmeier, Max 109

Wilson, Alexander 78, 79

Wolf, Rudolf 109, 110, 119

Wolfer, A. 109

Wollaston, William 44

Young, Charles 96, 100

Zeeman, Pieter 83